

UNIVERSIDADE DE LISBOA
FACULDADE DE CIÊNCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



ESTRUTURA ESTELAR DO DISCO GALÁCTICO NA DIRECÇÃO DO PÓLO SUL GALÁCTICO

Pedro Manuel Chavigas dos Santos Sequeira

MESTRADO EM ASTRONOMIA E ASTROFÍSICA

2009

UNIVERSIDADE DE LISBOA
FACULDADE DE CIÊNCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



ESTRUTURA ESTELAR DO DISCO GALÁCTICO NA DIRECÇÃO DO PÓLO SUL GALÁCTICO

Pedro Manuel Chavigas dos Santos Sequeira

Dissertação orientada pelo Prof. Doutor Rui Jorge Agostinho

MESTRADO EM ASTRONOMIA E ASTROFÍSICA

2009

Agradecimentos

Como é de tradição em trabalhos desta natureza, seguem-se os devidos agradecimentos às pessoas sem as quais, por uma razão ou por outra, não teria sido possível realizar esta Dissertação.

Em primeiro lugar, gostaria de agradecer ao meu orientador, o Prof. Doutor Rui Agostinho, pela proposta deste interessante tema, como projecto de dissertação, e pelo apoio, sugestões, esclarecimentos técnicos e teóricos que fez ao longo de todo o trabalho, sem os quais não teria sido possível desenvolver a presente dissertação. É um óptimo orientador, muito cordial e sempre disponível para interessantes debates de ideias.

Em segundo lugar, gostaria de agradecer ao Prof. Doutor João Lin Yun, na qualidade de coordenador do curso de Mestrado em Astronomia e Astrofísica e de docente nalgumas das disciplinas leccionadas, pelo esforço e perseverança demonstrados, para que o curso de Mestrado decorresse da melhor forma possível.

Como não poderia deixar de ser, gostaria de agradecer aos meus pais, tios e restante família, por toda a disponibilidade, compreensão e apoio prestado ao longo do curso de Mestrado, especialmente nos momentos críticos, de trabalhos e exames e, mais recentemente, durante a elaboração desta dissertação.

Gostaria de deixar um agradecimento especial à Mané, pelo carinho, compreensão e apoio demonstrados no decurso deste trabalho. Sem a tua ajuda não teria sido possível realizá-lo.

Gostaria também de agradecer a todos os meus amigos(as) e colegas de mestrado, em especial ao Jorge Magalhães, ao João Retrê e ao Hugo Messias, pelo apoio e disponibilidade demonstrados em várias fases do projecto. Agradeço também ao João Águas pelo apoio e pela colaboração em questões do foro informático, que se revelaram muito úteis. Agradeço ainda a todos pela camaradagem demonstrada durante as inúmeras palestras públicas que temos orientado, ao longo dos últimos três anos, para que o grande público possa sentir-se mais próximo da Astronomia.

Por último, gostaria de agradecer ao pessoal do Observatório Astronómico de Lisboa, pela disponibilidade demonstrada, durante o desenvolvimento deste projecto, e pelo empenho no cumprimento das suas tarefas. O Observatório é, de facto, um óptimo local de trabalho, que merece ser preservado como tal. Nesse contexto, agradeço em especial ao Carlos Santos pelo seu esforço em resolver todas as questões informáticas que foram surgindo ao longo deste período.

Resumo

Através da análise, tratamento e interpretação de dados fotométricos $uvby\beta$, determinaram-se parâmetros estelares para um total de 485 estrelas representativas do disco local, situadas em regiões próximas do Pólo Sul Galáctico. Os parâmetros estudados incluem: magnitude absoluta visual, metalicidade, idade, e extinção provocada pelo meio interestelar. A amostra de estrelas, composta, maioritariamente, por anãs F e G, foi observada em dois períodos distintos. O primeiro período decorreu entre 1994 e 1996, e o segundo período decorreu entre 1997 e 2000, no âmbito do projecto YALO. As observações foram efectuadas no Observatório Inter-Americano de Cerro-Tololo (CTIO). A determinação dos parâmetros estelares fundamentais permitiu estudar a distribuição espacial dessas estrelas, na direcção do Pólo Sul Galáctico. Para tal, a amostra foi dividida em três populações estelares, de acordo com o critério de metalicidade de Strömgen.

Palavras-chave: fotometria $uvby\beta$ — parâmetros fundamentais — populações estelares — estrutura galáctica — conteúdo estelar.

Abstract

Stellar parameters were determined for a set of 485 stars from the local galactic disc, through the reduction and analysis of *uvby* β photometry data. The studied stars belong to stellar regions located around and near the South Galactic Pole. The fundamental parameters obtained include: absolute visual magnitude, metallicity, age, and reddening from interstellar medium. The studied sample of stars is composed, mainly, of late F and early G dwarfs. The observations were made at the Cerro-Tololo Inter-American Observatory (CTIO), in two different periods. The first period was from 1994 until 1995, and the second period was from 1997 until 2000, during project YALO. The determined parameters allowed to study the space distribution of the sample stars, in the South Galactic Pole direction. For that, stars were attributed to each one of the stellar populations, using the Strömgen metallicity criteria.

Key words: *uvby* β photometry – fundamental parameters – populations – galactic structure – stellar content.

Conteúdo

Lista de Figuras	iii
Lista de Tabelas	vii
1 Introdução	1
2 Caracterização da Galáxia	7
2.1 Distribuição Vertical	7
2.2 Disco Fino	8
2.2.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa	8
2.2.2 Cinemática, metalicidade e idade	11
2.3 Disco Espesso	14
2.3.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa	14
2.3.2 Cinemática, metalicidade e idade	17
2.4 Halo Galáctico	20
2.4.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa	21
2.4.2 Cinemática, metalicidade e idade	21
2.5 Formação e Evolução Galáctica	23
3 Redução de Dados	27
3.1 Aquisição e Redução Inicial dos Dados	27
3.1.1 Campos estelares localizados no PSG	28
3.1.2 Selecção de estrelas para observação	30
3.1.3 Observações entre 1994 e 1995	31
3.1.4 Observações entre 1997 e 2000	32
3.1.5 O projecto YALO (1997 a 2001)	32
3.1.6 Equipamentos usados nos vários períodos de observação	33
3.1.7 Leitura dos dados a partir de cassetes DAT	37

3.1.8	Redução das imagens utilizando o IRAF e o DS9	37
3.1.9	Processamento das imagens originais	38
3.1.10	Determinação de coordenadas das estrelas nas imagens	43
3.1.11	Imagens com efeitos ópticos e problemas de <i>tracking</i>	45
3.1.12	Sistemas binários detectados	52
3.1.13	Fotometria de abertura	63
3.2	Processamento Fotométrico dos Dados	72
3.2.1	Sistema fotométrico <i>uvbyβ</i>	73
3.2.2	Efeitos de <i>reddening</i> e de <i>blanketing</i>	76
3.2.3	Índices fotométricos de Strömgren e Crawford	76
3.2.4	Sistema de observação para sistema instrumental	79
3.2.5	Sistema instrumental para sistema padrão	81
3.2.6	Determinação dos coeficientes de calibração	82
3.2.7	Verificação dos coeficientes de calibração	87
3.2.8	Determinação do excesso de cor $E(b - y)$	93
3.3	Parâmetros Estelares Intrínsecos	96
3.3.1	Magnitude absoluta visual (M_v)	96
3.3.2	Distância ao Sol (d) e distância ao PG (z)	97
3.3.3	Metalicidade ($[Fe/H]$)	98
3.3.4	Temperatura Efectiva (T_{ef})	99
3.3.5	Idade	100
4	Análise de Resultados	101
4.1	Distribuição inicial das estrelas	101
4.2	Resultados de $E(b - y)$ e distribuição de $E(b - y)$ com d	102
4.3	Cor e Classe Espectral	106
4.4	Metalicidade e Escala de Altura	108
4.5	Classe de Luminosidade e Idade	112
4.6	Erros nas Calibrações	117
5	Discussão e Trabalho Futuro	123
A	Lista das Estrelas de Calibração	129
B	Lista das Estrelas de Programa	131
C	Coeficientes de Calibração	141

Lista de Figuras

2.1	Parâmetros para as componentes estelares da Galáxia (Vallenari <i>et al.</i> , 2006). . . .	9
2.2	Histogramas de distribuição vertical de estrelas O, B e do HB (Kong & Zhu, 2008). . . .	10
2.3	Histograma de metalicidade para o disco fino velho, disco espesso e halo (Karaali <i>et al.</i> , 2003).	12
2.4	Histograma de metalicidade para o disco fino velho, disco espesso e halo (Schuster <i>et al.</i> , 2006).	12
2.5	Velocidades e metalicidades para os discos fino e espesso (Fuhrmann, 2004).	12
2.6	Velocidades e dispersões para as componentes estelares da Galáxia (Vallenari <i>et al.</i> , 2006).	13
3.1	Distribuição tridimensional dos campos estelares.	29
3.2	Local do CTIO em 1998.	34
3.3	Telescópio de 1.00 <i>m</i> equipado com a ANDICAM.	34
3.4	Imagem do interior da ANDICAM.	35
3.5	Esquema tridimensional do percurso óptico da ANDICAM.	35
3.6	Gráfico de eficiência quântica do detector LLICK3 (ANDICAM).	36
3.7	Imagem original da estrela 157 do campo 1, no filtro <i>b</i> (noite 5 de 1998).	38
3.8	Imagem original da estrela 157 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	38
3.9	Imagem original da estrela padrão 20, no filtro <i>b</i> (noite 5 de 1998).	39
3.10	Imagem original da estrela padrão 20, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	39
3.11	Imagem original da estrela 676 do campo 8, no filtro <i>b</i> (noite 9 de 2000).	39
3.12	Imagem original da estrela 676 do campo 8, no filtro <i>y</i> (noite 9 de 2000).	39
3.13	Imagem original da estrela padrão 16, no filtro <i>b</i> (noite 9 de 2000).	39
3.14	Imagem original da estrela padrão 16, no filtro <i>y</i> (noite 9 de 2000).	39
3.15	Imagem de <i>bias</i> (noite 5 de 1998).	40
3.16	Imagem de <i>flatfield</i> , no filtro <i>b</i> (noite 5 de 1998).	40
3.17	Imagem de <i>flatfield</i> , no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	40

3.18 Imagem de <i>bias</i> (noite 9 de 2000).	40
3.19 Imagem de <i>flatfield</i> , no filtro <i>b</i> (noite 9 de 2000).	40
3.20 Imagem de <i>flatfield</i> , no filtro <i>y</i> (noite 9 de 2000).	40
3.21 Imagem final da estrela 157 do campo 1, no filtro <i>b</i> (noite 5 de 1998).	41
3.22 Imagem final da estrela 157 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	41
3.23 Imagem final da estrela padrão 20, no filtro <i>b</i> (noite 5 de 1998).	42
3.24 Imagem final da estrela padrão 20, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	42
3.25 Imagem final da estrela 676 do campo 8, no filtro <i>b</i> (noite 9 de 2000).	42
3.26 Imagem final da estrela 676 do campo 8, no filtro <i>y</i> (noite 9 de 2000).	42
3.27 Imagem final da estrela padrão 16, no filtro <i>b</i> (noite 9 de 2000).	42
3.28 Imagem final da estrela padrão 16, no filtro <i>y</i> (noite 9 de 2000).	42
3.29 Imagem da estrela 1103 do campo 8, no filtro <i>b</i> (noite 12 de 2000).	44
3.30 Imagem da estrela 1103 do campo 8, no filtro <i>y</i> (noite 12 de 2000).	44
3.31 Imagem recentrada da estrela 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 36 de 1998). . . .	46
3.32 Gráfico de contornos da estrela 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 36 de 1998). . .	46
3.33 Gráfico de superfície da estrela 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 36 de 1998). . .	46
3.34 Perfil radial da estrela 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 36 de 1998).	46
3.35 Perfil da PSF da estrela 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 36 de 1998).	46
3.36 Imagem arrastada da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw (noite 8 de 1998). . . .	48
3.37 Gráfico de contornos da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw (noite 8 de 1998). . .	48
3.38 Gráfico de superfície da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw (noite 8 de 1998). . .	48
3.39 Perfil radial da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw (noite 8 de 1998).	48
3.40 Perfil da PSF da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw (noite 8 de 1998).	48
3.41 Imagem arrastada da estrela 950 do campo 2, no filtro βn (noite 3 de 1998).	49
3.42 Gráfico de contornos da estrela 950 do campo 2, no filtro βn (noite 3 de 1998). . .	49
3.43 Gráfico de superfície da estrela 950 do campo 2, no filtro βn (noite 3 de 1998). . .	49
3.44 Perfil radial da estrela 950 do campo 2, no filtro βn (noite 3 de 1998).	49
3.45 Perfil da PSF da estrela 950 do campo 2, no filtro βn (noite 3 de 1998).	49
3.46 Imagem da estrela 1438 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 22 de 1998).	50
3.47 Imagem da estrela padrão 28, no filtro <i>y</i> (noite 12 de 2000).	50
3.48 Imagem da estrela padrão 19, no filtro <i>b</i> , com rasto de meteoro (noite 47 de 1998). .	52
3.49 Imagem da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998).	53
3.50 Gráfico de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998). .	53
3.51 Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro <i>y</i> (noite 5 de 1998). .	53

3.52	Perfil radial da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y (noite 5 de 1998). . . .	53
3.53	Perfil da PSF da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y (noite 5 de 1998). . .	53
3.54	Imagem da estrela padrão binária 20, no filtro y (noite 7 de 2000).	54
3.55	Gráfico de contornos da estrela padrão binária 20, no filtro y (noite 7 de 2000). . .	54
3.56	Gráfico de superfície da estrela padrão binária 20, no filtro y (noite 7 de 2000). . .	54
3.57	Perfil radial da estrela padrão binária 20, no filtro y (noite 7 de 2000).	54
3.58	Perfil da PSF da estrela padrão binária 20, no filtro y (noite 7 de 2000).	54
3.59	Imagem da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998).	57
3.60	Gráfico de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). .	57
3.61	Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). .	57
3.62	Perfil radial da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). . . .	57
3.63	Perfil da PSF da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). . .	57
3.64	Gráficos de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). .	61
3.65	Gráficos de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y (noite 5 de 1998).	61
3.66	Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b (noite 5 de 1998). .	62
3.67	Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y (noite 5 de 1998). .	62
3.68	Imagem da estrela padrão 19, no filtro u (noite 9 de 2000).	66
3.69	Imagem da estrela padrão 19, no filtro v (noite 9 de 2000).	66
3.70	Imagem da estrela padrão 19, no filtro b (noite 9 de 2000).	66
3.71	Imagem da estrela padrão 19, no filtro y (noite 9 de 2000).	66
3.72	Imagem da estrela padrão 19, no filtro hbn (noite 9 de 2000).	66
3.73	Imagem da estrela padrão 19, no filtro hbw (noite 9 de 2000).	66
3.74	Gráficos de contagens em função do raio de abertura.	68
3.75	Gráfico das diferenças de magnitude em função das contagens.	69
3.76	Imagem da estrela padrão 26, no filtro y , com marcação da abertura (noite 21 de 1998).	71
3.77	Imagem da estrela 1432 do campo 1, no filtro y , com marcação da abertura (noite 22 de 1998).	71
3.78	Imagem da estrela 1438 do campo 1, no filtro y , com marcação da abertura (noite 22 de 1998).	71
3.79	Imagem da estrela 1631 do campo 1, no filtro y , com marcação da abertura (noite 24 de 1998).	71
3.80	Curvas de transmissão dos filtros u , v , b , y , βn e βw (Crawford, 1966).	75

3.81	Curvas de transmissão sobrepostas dos filtros βn e βw (Crawford, 1966).	78
3.82	Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude V .	91
3.83	Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude $(b - y)$.	91
3.84	Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude c_1 .	92
3.85	Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude m_1 .	92
3.86	Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude β .	92
3.87	Relação entre a distância (d) e a altura ao Plano Galáctico (z).	98
4.1	Distribuição de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8, com a calibração de Crawford.	102
4.2	Histograma de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8, com a calibração de Nissen.	102
4.3	Histograma de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8, com a calibração de Olsen.	103
4.4	Distribuição de $E(b - y)$ no campo 3, com a calibração de Crawford e Nissen.	103
4.5	HistDistribuição de $E(b - y)$ no campo 3, com a calibração de Olsen.	103
4.6	Distribuição de $E(b - y)$ no campo 4, com a calibração de Crawford e Nissen.	103
4.7	Distribuição de $E(b - y)$ no campo 6, com a calibração de Crawford e Nissen.	103
4.8	Distribuição do excesso de cor nos campos 1, 2, 7 e 8 (calibrações de Crawford e Nissen).	104
4.9	Distribuição do excesso de cor no campo 3 (calibrações de Crawford e Nissen).	104
4.10	Distribuição do excesso de cor no campo 6 (calibrações de Crawford e Nissen).	105
4.11	Distribuição do excesso de cor no campo 4 (calibrações de Crawford e Nissen).	105
4.12	Distribuição de V_0 para a amostra total de estrelas.	107
4.13	Distribuição de V_0 para os campos na direcção do PSG.	107
4.14	Distribuição de $(b - y)_0$ para a amostra total de estrelas.	108
4.15	Distribuição de $(b - y)_0$ para as estrelas da população I.	108
4.16	Distribuição de bmy_0 para as estrelas da população II.	108
4.17	Distribuição de $(bmy)_0$ para as estrelas da população III.	108
4.18	Distribuição da metalicidade para a amostra total de estrelas.	109
4.19	Distribuição de metalicidade para as estrelas da população I.	109
4.20	Distribuição de metalicidade para as estrelas da população II.	109
4.21	Distribuição de metalicidade para as estrelas da população III.	109
4.22	Altura ao PG, z (pc), em função do índice δm_0 .	110
4.23	Altura ao PG, z , em função da metalicidade.	110
4.24	Distribuição de z para a amostra da população I.	111
4.25	Distribuição de z para a amostra da população III.	111
4.26	Distribuição de z para a amostra da população II.	111

4.27	Distribuição de z para a amostra total de estrelas calibradas.	111
4.28	Distribuição de M_v para a amostra da população I.	113
4.29	Distribuição de M_v para a amostra da população III.	113
4.30	Distribuição de M_v para a amostra da população II.	113
4.31	Distribuição de M_v para a amostra total de estrelas calibradas.	113
4.32	Diagrama de c_0 em função de β para a amostra total.	114
4.33	Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. I com metalicidade de $-0.1 dex$. . .	115
4.34	Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. I com metalicidade entre -0.5 e $0.1 dex$. . .	115
4.35	Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. II.	116
4.36	Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. III.	116
4.37	Desvio de calibração de $(b - y)_0$ em função de β e m_0 , para estrelas da ZAMS. . .	118
4.38	Desvio de calibração de M_v em função de β e c_0 , para estrelas da ZAMS.	119
4.39	Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e m_0 , para estrelas F da ZAMS. . .	120
4.40	Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e c_0 , para estrelas G da ZAMS. . .	120
4.41	Desvio de calibração de T_{ef} em função de $(b - y)_0$ e $[Fe/H]$, para estrelas de metalicidade intermédia.	121

Lista de Tabelas

3.1	Coordenadas dos campos estelares do PSG (Época J2000.0).	28
3.2	Dados geográficos do CTIO.	31
3.3	Aberturas do diafragma para os vários filtros - fotomultiplicadores de 1994 e 1995. .	34
3.4	Parâmetros electrónicos dos detectores CCD dos diferentes períodos de observação.	37
3.5	Noites de observação com dados válidos.	37
3.6	Parâmetros da rotina ‘ <i>daofind</i> ’.	43
3.7	Coordenadas de três estrelas do campo 8, nos filtros b e y (noite 12 de 2000). . . .	44
3.8	Lista das imagens afectadas e descrição dos respectivos problemas.	45
3.9	Lista dos sistemas binários encontrados.	56
3.10	Parâmetros de simulação da estrela binária 1243 - filtros b e y (noite 5 de 1998) . .	60
3.11	Parâmetros da rotina ‘ <i>phot</i> ’.	64
3.12	Dados para cálculo da precisão das magnitudes, com fotometria de abertura.	67
3.13	Características dos filtros do sistema fotométrico $uvby\beta$ (Strömgren, 1963; Crawford & Mander, 1966).	74
3.14	Coeficientes instrumentais do índice $(b - y)$ em 1997 e 1998.	89
3.15	Coeficientes de extinção médios para todos os períodos.	90
4.1	Desvio de calibração de $(b - y)_0$ em função de β , m_0 e c_0 , nas ZAMS.	119
4.2	Desvio de calibração de M_v em função de β e c_0 , para estrelas da ZAMS.	119
4.3	Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e m_0 , para estrelas F da ZAMS. .	121
4.4	Desvio de calibração da $[Fe/H]$ em função de m_0 , c_0 e $(b - y)$, para estrelas G da ZAMS.	121
4.5	Desvio de calibração de T_{ef} em função de $(b - y)_0$ e $[Fe/H]$, para estrelas de meta- licidade intermédia.	122
A.1	Coordenadas e parâmetros intrínsecos das estrelas padrão.	129
A.2	Coordenadas e parâmetros intrínsecos das estrelas de extinção.	130

B.1	Índices fotométricos e parâmetros fundamentais das estrelas de programa	131
C.1	Coeficientes instrumentais médios para 1997.	141
C.2	Coeficientes instrumentais médios para 1998a.	141
C.3	Coeficientes instrumentais médios para 1998b.	141
C.4	Coeficientes instrumentais médios para 2000.	142
C.5	Desvios do ponto zero e do coeficiente de extinção de $(b - y)$	142
C.6	Desvios do ponto zero de β	143
C.7	Desvios do ponto zero e do coeficiente de extinção de y	144
C.8	Desvios do ponto zero e do coeficiente de extinção de c_1	145
C.9	Desvios do ponto zero e do coeficiente de extinção de m_1	146

Capítulo 1

Introdução

A formação e a evolução das galáxias são das questões mais debatidas na Astrofísica contemporânea. O primeiro passo para a compreensão desses complexos mecanismos, consiste na análise detalhada da nossa Galáxia, a Via Láctea. Nesse âmbito, o estudo das suas populações estelares, nomeadamente através da observação do disco estelar local, revela-se uma ferramenta fundamental na caracterização da estrutura e da dinâmica da Galáxia, possibilitando, por sua vez, o desenvolvimento de modelos que expliquem a formação e a evolução das galáxias espirais, em geral. Relativamente à Via Láctea, os diversos modelos propostos, tanto para a formação, como para a sua evolução, podem ser descritos através do estudo cinemático, da distribuição espacial e da composição química das populações estelares que constituem a Galáxia.

A determinação do número de populações estelares, ou *componentes*, da Via Láctea, tem sido uma questão amplamente debatida, desde há cerca de um século, não estando, ainda hoje, completamente resolvida. A primeira menção à divisão das estrelas da Galáxia em grupos estelares surgiu durante a década de 1920, quando Oort (1922, 1926a e 1926b), ao estudar os movimentos próprios de estrelas próximas, verificou que algumas apresentavam velocidades elevadas relativamente a outras, argumentando então que as estrelas poderiam ter origens diferentes, devendo ser agrupadas com base em critérios cinemáticos. No entanto, o termo “*população estelar*” e a ideia de estrutura galáctica diferenciada só seriam introduzidos na década de 1940, por Baade (1944). Este, ao agrupar estrelas de galáxias vizinhas de acordo com a sua distribuição espacial, notou que bastavam duas populações e sugeriu que a existência destas deveria ser um fenómeno comum nas galáxias, dando origem a um grande debate sobre o número de componentes da Via Láctea.

Nas décadas seguintes, para clarificar a questão, e à semelhança da pesquisa iniciada por Oort, efectuaram-se estudos cinemáticos, de abundâncias químicas e idade, em grupos de estrelas do disco local e de estrelas mais afastadas. Esses estudos mostraram haver, claramente, diferenças paramétricas e cinemáticas, conforme a distância das estrelas ao Plano Galáctico (PG). Nesse

sentido, e à semelhança da proposta de Baade, estabeleceu-se a divisão das estrelas da Galáxia em duas componentes, o *disco galáctico* e o *halo*, pertencendo o Sol à população do disco. Este seria composto pela *população I*, de características médias (idade, metalicidade, abundâncias químicas e movimento próprio) do tipo solar. O halo seria composto pela *população II*, com movimento próprio e idade superiores, e abundâncias químicas inferiores às da população do disco.

Apesar dessa divisão parecer clarificar as diferenças observadas, no final da década de 1950, O’Connell (1958) sugeriu a existência duma população estelar intermédia no disco galáctico, com algumas características semelhantes às da população do halo (*população II intermédia*), mantendo em aberto o debate sobre o número de componentes da Galáxia. Por outro lado, no início da década de 1960, Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962), baseando-se em dados cinemáticos e químicos, argumentaram que a população estelar do halo, cinematicamente *quente* e de baixa metalicidade, seria a precursora da população do disco, cinematicamente *fria* e de elevada metalicidade, estabelecendo o primeiro modelo de formação e evolução da Galáxia, que será abordado no final do capítulo 2. Nesse sentido, e não obstante a controvérsia gerada por essa conclusão, o estudo comparativo das populações estelares do halo e do disco revelou ser um dos principais meios de conhecimento da história da formação e evolução da Galáxia.

No início da década de 1980, Gilmore & Reid (1983), a partir da contagem de estrelas na direcção vertical ao PG, argumentaram não ser possível reproduzir o número de estrelas observadas com um modelo da Galáxia constituído por um halo e um disco único, mostrando e propondo a existência da população II intermédia, como sugerido anteriormente por O’Connell, e a consequente divisão da população estelar do disco galáctico em *disco fino* (população I) e *disco espesso* (população II intermédia). A partir de então, a formação e a evolução do disco espesso tornaram-se alvos duma nova controvérsia. Nesse contexto, Bahcall & Soneira (1984) (ver também Bahcall, 1984), confrontando dados observacionais com modelos de rotação e de potencial gravítico galáctico, para um número variável de populações estelares, contrapuseram os resultados de Gilmore & Reid, argumentando que o modelo de duas componentes (disco e halo) seria suficiente para caracterizar a densidade de estrelas, observada nas várias direcções.

No entanto, ainda durante essa década a existência da terceira população foi comprovada (Wyse & Gilmore, 1986, 1988; Carney *et al.*, 1989), tendo-se estabelecido a divisão do disco galáctico nas componentes anteriormente mencionadas, e considerado a população estelar do disco espesso como uma componente separada — actualmente denominada de *população III*. Desde então, e apesar dos avanços entretanto conseguidos, continua a não estar inteiramente esclarecida a relação entre a população do disco espesso e as restantes populações estelares, algo que é crucial para o desenvolvimento dum modelo adequado de formação e evolução da Galáxia. Para esclarecer esta

questão, tornou-se imperativo determinar, com precisão, os parâmetros intrínsecos dos discos e das restantes componentes estelares, nomeadamente as suas distribuições verticais, escalas de alturas, densidades relativas, idades, abundâncias químicas, metalicidades e características cinemáticas. Nesse sentido, o processo de caracterização das populações estelares tem vindo a ser empreendido por diversos autores, embora com resultados nem sempre totalmente concordantes.

Para enquadrar o presente trabalho no âmbito do conhecimento mais recente sobre as distintas componentes galácticas, estas são abordadas detalhadamente no segundo capítulo. Neste contexto, apresentam-se as várias características de cada componente em diferentes subsecções, num breve percurso histórico, desde os primeiros valores determinados, até aos seus valores mais actuais. Para completar a caracterização das componentes galácticas à luz dos conhecimentos actuais, no final do segundo capítulo apresentam-se alguns cenários propostos por diversos autores como modelos possíveis para a formação, interacção e evolução das diversas populações estelares.

Outro aspecto importante da caracterização das populações estelares da Galáxia, é o método usado no estudo quantitativo para a determinação dos seus parâmetros fundamentais. Entre os métodos mais comuns, encontram-se os levantamentos estelares (“*surveys*”) de centenas, milhares, ou mesmo dezenas de milhares de estrelas, com o objectivo de determinar as características das diferentes populações, com o maior grau de confiança estatística. Exemplos de levantamentos, mais ou menos extensos, podem ser encontrados em Gilmore & Reid (1983), Carney *et al.* (1989), Sandage & Fouts (1987), Rose & Agostinho (1991), Edvardsson *et al.* (1993), Beers *et al.* (1985, 1992 e 2000), Norris *et al.* (1999), Anthony-Twarog *et al.* (2000), Bonifacio *et al.* (2000), Chiba & Beers (2000 e 2001), Chen *et al.* (2001), Nissen (2004), Schuster *et al.* (2004 e 2006), Nordström *et al.* (2004) e Holmberg *et al.* (2007 e 2009), entre outros.

Um outro método, igualmente usado, consiste no estudo detalhado de dezenas, ou centenas, de estrelas próximas, representativas das diversas populações estelares, com o objectivo de determinar as suas características intrínsecas e, dessa forma, deduzir os parâmetros fundamentais das populações em geral. Exemplos de estudos deste género podem ser encontrados em Fuhrmann (1998, 1999, 2000, 2002, 2004 e 2008), Prochaska *et al.* (2000), Bernkopf *et al.* (2001), Pettinger *et al.* (2001) e Reddy *et al.* (2003 e 2006), entre outros.

As estrelas anãs F e G são as mais usadas para estudar a formação e a estrutura do disco galáctico. São relativamente numerosas e têm um tempo de vida suficientemente elevado para subsistirem desde a época da formação do disco. As suas atmosferas convectivas reflectem a sua composição química inicial, e as idades podem ser estimadas, para as estrelas mais evoluídas, por comparação com modelos de evolução estelar (Nordström *et al.*, 2004). Nesse contexto, a fotometria *uvby* β de Strömgren é uma técnica particularmente eficiente na determinação dos

parâmetros intrínsecos das estrelas F e G (Strömgren, 1963; Crawford, 1966).

O presente trabalho pretende caracterizar as estrelas observadas e esclarecer algumas das questões relativas à estrutura do disco galáctico, na direcção do Pólo Sul Galáctico (PSG), com base em fotometria $uvby\beta$ de Strömgren. O conjunto de estrelas aqui estudadas provém dum projecto iniciado por Rose (1991) e Rose & Agostinho (1991), que consistiu num grande levantamento espectroscópico de oito campos estelares, cobrindo o meridiano galáctico, com especial incidência no PSG. Esse levantamento, que totalizou 7161 estrelas, foi efectuado através de chapas fotográficas com prisma objectivo e filtro de interferência de banda estreita, em torno da linha $H\delta$. O objectivo desse projecto era o estudo da transição entre o disco fino e o disco espesso.

Dos espectros digitalizados, provenientes desse levantamento, obtiveram-se dados astrométricos de posição (Stock, 1992) e cinemáticos, nomeadamente velocidades radiais e movimentos próprios das estrelas (Agostinho, 1992; Stock, *et al.* 1994; Stock *et al.*, 1998). Determinaram-se ainda as classes espectral e de luminosidade, e a pseudo-metalicidade (pFe), com base no sistema de índices espectroscópicos ($[H\delta/FeI]$ e $[\Delta SrII/FeI]$) elaborado por Rose (1984). Dos resultados dos campos 1 e 2, determinaram-se ainda as componentes de velocidade galáctica (U , V , W), das várias estrelas desses campos (Maia, 1996), e seleccionaram-se estrelas para estudos fotométricos subsequentes, nomeadamente o de Antón (1995) e o do presente trabalho.

Assim, o estudo fotométrico agora efectuado insere-se no esforço de caracterização das estrelas localizadas nos oito campos estelares, finalizando o estudo iniciado com Antón (1995). Este último abrangeu um conjunto de 237 estrelas com $V \lesssim 12.5$, dos campos 1 e 2, muito próximos do PSG, ou seja, em latitudes galácticas elevadas ($b \approx -90^\circ$). As observações para esse estudo decorreram em 1992, tendo a fotometria sido obtida com o telescópio dinamarquês de 0.50 m do ESO¹ (Chile), equipado com um sistema de detecção multicanal por fotomultiplicador, e filtros para fotometria $uvby\beta$. O actual trabalho abrange um conjunto de 485 estrelas dos campos 1, 2, 3, 4, 6, 7 e 8. Os campos 3, 4 e 6 estão localizados em latitudes galácticas mais baixas ($b \approx -60^\circ$ para o campo 3, e $b \approx -45^\circ$ para os campos 4 e 6), enquanto os campos 7 e 8 se localizam também em latitudes galácticas elevadas ($b \approx -90^\circ$), como se poderá observar na figura 3.1 do capítulo 3.

Os dados fotométricos utilizados provêm de diferentes períodos, ocorridos entre 1994 e 2000. Os dados do primeiro período, obtidos em 1994 e 1995, no CTIO², já se encontravam reduzidos³, mas não haviam sido ainda publicados, correspondendo a uma amostra de 261 estrelas. Dessa forma, foram incluídos no presente estudo fotométrico, que ainda inclui a amostra proveniente do segundo período de observação, composta por 181 estrelas, e, desse modo, aumentar a confiança

¹ ‘European Southern Observatory’.

² ‘Cerro-Tololo Inter-American Observatory’.

³ Num trabalho conjunto do Prof. Doutor Jürgen Stock (falecido em 2004) e do Prof. Doutor Rui Agostinho, orientador do presente estudo.

estatística nos resultados.

Com o mesmo propósito, foram também incluídos os dados fotométricos provenientes de Antón (1995), relativos às estrelas não abrangidas na actual redução de dados⁴, totalizando assim um conjunto de 485 estrelas distintas, entre os vários conjuntos, constituindo uma amostra mais alargada e estatisticamente robusta, para a caracterização das populações estelares.

As imagens do segundo período de observação foram obtidas no âmbito do projecto YALO⁵, entre 1997 e 2000. Esse projecto resultou duma colaboração entre investigadores da Universidade de Lisboa (Portugal), das Universidades de Yale e Ohio (E. U. A.) e da AURA⁶, tendo as observações sido igualmente efectuadas no CTIO. No âmbito dessa colaboração, dividiu-se o tempo de observação pelas instituições intervenientes, tendo-se atribuído cerca de 30% desse tempo à participação portuguesa. Da parte nacional, um dos estudos associados ao projecto visava a caracterização fotométrica de estrelas das classes espectrais F e G, com $V \lesssim 13$, localizadas nos mencionados campos em torno do PSG. O conjunto das imagens fotométricas obtidas no decorrer do projecto YALO, foi processado no presente trabalho.

No contexto apresentado nos parágrafos antecedentes, o terceiro capítulo aborda a metodologia aplicada em todo o processo de redução dos dados que servem de base ao presente estudo. Na primeira parte do capítulo, descreve-se a selecção e a aquisição das imagens provenientes do projecto YALO, e a metodologia seguida no tratamento das mesmas (incluindo as soluções encontradas para alguns problemas), até à obtenção dos dados fotométricos. Na segunda parte desse capítulo, apresenta-se a redução da fotometria, para as diferentes categorias de estrelas, com uma breve introdução ao sistema fotométrico $uvby\beta$ e referência às equações de transformação para o sistema padrão, culminando com a descrição do estudo do excesso de cor. Na terceira e última parte, descreve-se a metodologia seguida na determinação dos parâmetros fundamentais para as estrelas analisadas, incluindo agora as estrelas dos restantes estudos mencionados, e referindo as diversas equações de calibração aplicadas, de acordo com o sistema fotométrico utilizado.

No quarto capítulo, apresentam-se os resultados referentes aos vários parâmetros estelares de interesse, obtidos para todas as estrelas de programa. No quinto capítulo, apresentam-se as conclusões do trabalho, com uma breve discussão sobre a importância dos resultados obtidos, face ao conhecimento actual acerca das questões abordadas, e aos objectivos propostos neste trabalho.

⁴ Das 237 estrelas caracterizadas por Antón (1995), 194 delas correspondiam a estrelas reobservadas entre 1994 e 2000. Como tal, utilizaram-se as restantes 43 estrelas para os fins estatísticos mencionados.

⁵ ‘Yale-Aura-Lisbon-Ohio’ (Baylin *et al.*, 2000).

⁶ ‘Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.’, E. U. A.

Capítulo 2

Caracterização da Galáxia

Pelo menos desde a década de 1980 que se estabelece a divisão da Galáxia nas seguintes componentes: o *bojo central*, o *disco fino*, o *disco espesso*, e o *halo*. Mais recentemente, a partir do estudo de 48 milhões de estrelas provenientes do SDSS, usando o método da paralaxe fotométrica, Jurić *et al.* (2008) reforçam o modelo de que a Via Láctea é composta por um halo oblato, uma componente de disco com duas populações, um bojo e, ainda, um conjunto de áreas discretas particularmente densas.

Os processos que deram origem às diferentes componentes são ainda fonte de intenso debate. Nesse sentido, para compreender a formação da Galáxia, é importante obter dados sobre parâmetros fundamentais das populações estelares que a constituem. Nas secções seguintes, descreve-se o conhecimento já adquirido sobre as diversas componentes da Via Láctea e nas secções finais, abordam-se alguns modelos propostos para a formação e evolução da Galáxia.

2.1 Distribuição Vertical

No âmbito da caracterização da estrutura galáctica, uma das questões mais debatidas é a sua distribuição vertical. Como foi referido no Capítulo 1, até à década de 1980, considerava-se apenas a existência de três populações estelares na Galáxia, sendo elas, a população do disco e a população do halo. Posteriormente, após a descoberta duma nova componente no disco (Gilmore & Reid, 1983), tornou-se necessário perceber se esta constituía, ou não, uma população discreta do disco galáctico.

O esclarecimento dessa questão revelou-se crucial para a compreensão da origem dessa população e dos mecanismos de formação e de evolução da Galáxia. Se o disco espesso fosse uma componente contínua a partir do disco fino (Norris, 1987; Norris & Green, 1989), então seria necessário determinar os processos por detrás dessa transição. Se, por outro lado, o disco espesso fosse uma componente discreta (Carney *et al.*, 1989), então deveria possuir parâmetros distintos

dos observados para as populações do disco fino, do bojo e do halo, nomeadamente as distribuições de idade, de metalicidade e de dinâmica. Actualmente, assume-se que o disco espesso constitui uma componente discreta do disco galáctico (Prochaska *et al.*, 2000; Fuhrmann, 2004), tendo a determinação dos seus parâmetros revelado que esta componente tem características distintas das restantes populações.

2.2 Disco Fino

Durante a década de 1980, o estudo das componentes da Galáxia recebeu contribuições importantes. Em 1981, Mihalas & Binney determinaram a existência, nas estrelas do disco, dum aumento da excentricidade das órbitas e das dispersões de velocidades, em função da sua idade, bem como a variação da metalicidade, entre estrelas mais jovens, de maior metalicidade, e estrelas mais velhas, de menor metalicidade. Mais tarde, Gilmore & Reid (1983), a partir da contagem de estrelas, determinaram a existência dum gradiente vertical de metalicidade $\frac{\partial[Fe/H]}{\partial z} \approx -0.3 \text{ dex/kpc}$, para $0 \leq z \leq 5 \text{ kpc}$, acompanhado dum aumento da excentricidade das órbitas. Notaram ainda que a metalicidade média das estrelas mais jovens era semelhante à do Sol.

A distribuição vertical de densidade das estrelas do disco fino é bem determinada por uma função do tipo exponencial. No global, o disco é formado por uma população cinematicamente fria, sendo suportado por rotação. As trajectórias das estrelas são aproximadamente circulares. Contudo, devido à interacção com nuvens moleculares gigantes, existe um aumento da excentricidade das órbitas, e das dispersões cinemáticas das estrelas, com a idade (Mihalas & Binney, 1981).

Esse efeito contribui para o aparecimento dum gradiente vertical de metalicidade, pois as estrelas em fase de formação (que ainda não foram dispersadas) maior metalicidade, relativamente às mais velhas (Mihalas & Binney, 1981). Nesse sentido, as estrelas do disco dividem-se em dois grupos: as muito jovens, que se encontram essencialmente nos braços espirais (disco fino *novo*), e as mais velhas, que abandonaram as regiões de formação estelar (disco fino *velho*).

2.2.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa

Em 1983, quando Gilmore & Reid propuseram a divisão da população estelar do disco galáctico em disco fino e espesso, atribuíram ao primeiro uma escala radial (*scale length*) $h_R \approx 4500 \text{ pc}$ e uma escala de altura (*scale height*) $h_z \approx 300 \text{ pc}$. Também para o disco fino, Gilmore & Wyse (1987) obtiveram um factor de normalização da distribuição de estrelas do disco fino de $\approx 90\%$, para a vizinhança solar.

Considerando resultados mais recentes, Maia (1996) e Agostinho *et al.* (1996), através do estudo espectroscópico das estrelas dos campos estelares 1 e 2 utilizados no presente trabalho,

determinaram uma escala de altura $h_z = 300 pc$, para as estrelas de classes espectrais do tipo mais tardio (características do disco fino velho), e uma escala de altura $h_z = 157 pc$, para o grupo de estrelas do disco fino mais concentradas junto ao PG (disco fino novo). Ojha (2001), através da observação no infravermelho de estrelas de sete campos estelares a diferentes latitudes galácticas, distribuídas entre o PNG e o PSG, determinou uma escala radial $h_R = 2800 pc$, para o disco fino.

Chen *et al.* (2001), a partir do estudo de 580 mil estrelas provenientes do SDSS¹, pertencentes a dois campos estelares, um na direcção do PNG e outro do PSG, obtiveram uma escala de altura $h_z = 330 pc$, para o disco fino velho. Já Siegel *et al.* (2002), através do estudo da paralaxe fotométrica de 130 mil estrelas em sete campos estelares, e considerando uma fracção de estrelas binárias de 50%, apresentaram um intervalo de escala de altura entre $h_z \approx 350 pc$, para anãs *early-type* ($5.8 \leq M_R \leq 6.8 mag$), e $h_z \approx 375 pc$, para anãs *late-type* ($8.8 \leq M_R \leq 10.2 mag$).

Karaali *et al.* (2004), através do levantamento fotométrico dum campo estelar na direcção do PSG, obtiveram um intervalo para a escala de altura de $265 \leq h_z \leq 495 pc$ e uma densidade relativa de $\approx 90,5\%$, para esta componente. Cabrerias-Lavers *et al.* (2005), através da análise fotométrica de gigantes do RC² da classe espectral K, portanto de metalicidade do tipo solar, argumentam que a distribuição de densidade vertical dessas estrelas pode ser descrita por uma dupla exponencial, com uma contribuição do disco fino e outra do disco espesso, tendo determinado uma escala de altura $h_z \approx 269 pc$, para o disco fino. Vallenari *et al.* (2006), através do estudo de dois campos estelares na direcção do PNG, com base em dados do GSC-II³, determinaram uma escala de altura entre $h_z = 200 pc$ (na faixa de idades do disco fino novo) e $h_z = 350 pc$ (na faixa de idades do disco fino velho), e uma escala radial $h_R = 2500 pc$, como se pode observar na tabela da figura 2.1.

Thin disk 1–3 Gyr	Thin disk 3–5 Gyr	Thin disk 5–7 Gyr	Thin disk 7–10 Gyr
$h_R = 2.5 kpc$	$h_R = 2.5 kpc$	$h_R = 2.5 kpc$	$h_R = 2.5 kpc$
$h_z = 0.20 kpc$	$h_z = 0.25 kpc$	$h_z = 0.28 kpc$	$h_z = 0.35 kpc$
$\rho_0 = 2.2 \times 10^8 [M_\odot kpc^{-3}]$	$\rho_0 = 1.0 \times 10^8 [M_\odot kpc^{-3}]$	$\rho_0 = 2.1 \times 10^8 [M_\odot kpc^{-3}]$	$\rho_0 = 8.0 \times 10^8 [M_\odot kpc^{-3}]$
Thick disk	ISM	Bulge	Halo
$h_R = 2.5 kpc$	$h_R = 4.5 kpc$	$M_{bulge} = 3.4 \times 10^{10} M_\odot$	$v_0 = 165 km s^{-1}$
$h_z = 0.9 kpc$	$h_z = 0.20 kpc$	$a = 0.7 kpc$	$R_c = 7 kpc$
$\rho_0 = 1.1 \times 10^6 [M_\odot kpc^{-3}]$	$\rho_0 = 1.48 \times 10^8 [M_\odot kpc^{-3}]$		$q_\Phi = 0.9$

Figura 2.1: Parâmetros para as componentes estelares da Galáxia. Fonte: Vallenari *et al.*, 2006, pág 137.

Por sua vez, Kong & Zhu (2008), através do estudo de estrelas O e B da sequência principal, e de estrelas do HB⁴, aplicados a uma distribuição de densidade vertical do tipo exponencial,

¹ ‘Sloan Digital Sky Survey’.

² ‘Red Clump’.

³ ‘Guide Star Catalogue’.

⁴ ‘Horizontal Branch’.

determinaram uma escala de altura entre $h_z = 103\text{ pc}$ e $h_z = 144\text{ pc}$ para essa componente, como se pode observar na figura 2.2. Já Jurić *et al.* (2008), utilizando o método da paralaxe fotométrica em 48 milhões de estrelas, observadas no âmbito do SDSS, e admitindo uma fracção de 35% de binários, determinaram uma escala de altura $h_z = 300\text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 2600\text{ pc}$ e uma densidade relativa de $\sim 88\%$.

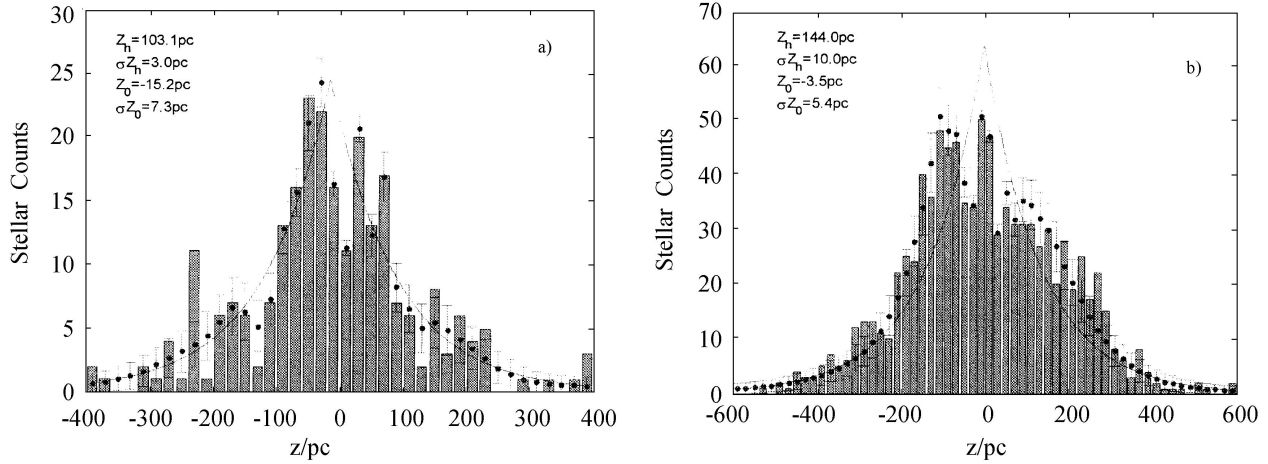


Figura 2.2: Histogramas de distribuição vertical de estrelas O e B (esquerda), e de estrelas do HB (direita). Fonte: Kong & Zhu, 2008, pág. 366.

Cignoni *et al.* (2008), através do estudo de três enxames a baixas latitudes galácticas, com base em dados do levantamento BOCCE⁵, determinaram um limite superior para a escala de altura do disco fino de $h_z \leq 250\text{ pc}$, e um intervalo para a escala radial de $2250 \leq h_R \leq 3\text{ kpc}$. Este último resultado é consistente com o de Ruphy *et al.* (1996) ($h_R \sim 2300\text{ pc}$) e o de Robin *et al.* (1992) ($h_R \sim 2500\text{ pc}$).

Como se pode verificar dos dados anteriores, existe uma relativa discordância entre os valores propostos pelos vários autores para a escala de altura (h_z) do disco fino velho, situados entre os 250 e os 375 pc (valor médio $h_z \approx 315\text{ pc}$, próximo do valor canónico de 325 pc). Uma explicação para o facto poderá residir no tipo de estrelas usadas nos vários estudos, aliado ao facto de nem todos os autores considerarem a fracção de estrelas binárias na determinação das escalas de altura. No caso dos valores de Kong & Zhu (103 – 144 pc), obtidos através de estrelas O, B e do HB, estes são relativamente concordantes com o valor determinado por Maia (157 pc) e Agostinho *et al.* (1996). Nesse sentido esses valores referem-se a estrelas gigantes jovens, concentradas sobre o PG, fazendo parte do disco fino novo. Quanto ao valor proposto por Vallenari *et al.* (2006), como limite inferior da escala de altura do disco fino (200 pc), este refere-se ao disco fino novo.

Em relação à escala radial, os valores mais actuais são menores do que o considerado por Gilmore & Reid ($\approx 4500\text{ pc}$). Não obstante, são concordantes entre si, situando-se entre os 2250

⁵ “Bologna Open Cluster Chemical Evolution”

e os 2800 *pc* (valor médio $h_R \approx 2560$ *pc*). Quanto à densidade relativa de estrelas do disco fino na vizinhança solar, os valores apresentados são também bastante concordantes, situando-se nos 90%.

2.2.2 Cinemática, metalicidade e idade

Os parâmetros cinemáticos, de metalicidade, e de idade do disco fino são igualmente importantes para a determinação da sua estrutura. Nesse sentido, em termos de metalicidade, Carney *et al.* (1989), a partir dum conjunto de estrelas com elevados movimentos próprios, determinaram a existência dum pico na distribuição de metalicidades do disco fino, centrado em $[Fe/H] = 0.0$ *dex*, ou seja uma metalicidade idêntica à do Sol. Antón (1995), através do estudo por fotometria *uvby* β das estrelas dos campos estelares 1 e 2 usados no presente trabalho, determinou uma metalicidade média para esta componente de $[Fe/H] = -0.1$ *dex*.

Considerando resultados mais recentes, Karaali *et al.* (2003), através do estudo por fotometria *UBVI* de 329 estrelas, com $(B - V)_0 \leq 1.0$, determinaram a existência dum pico na distribuição multimodal da metalicidade do disco fino, centrado em $[Fe/H] = -0.10$ *dex*, como se pode observar na figura 2.3, notando ainda um gradiente vertical de metalicidade nessa componente de $\frac{\partial[Fe/H]}{\partial z} \approx -0.2$ *dex/kpc*, para $0 \leq z \leq 1500$ *pc*.

Reddy *et al.* (2003), fizeram espectroscopia de alta resolução 181 estrelas F e G e propuseram um limite inferior de metalicidade para o disco fino de $[Fe/H] = -0.7$ *dex*, na vizinhança solar. Determinaram ainda um limite superior de 10 *Ganos* para o disco fino, com origem em distâncias Galactocêntricas (R_m) de 7 e 10 *kpc*, como consequência da pequena excentricidade das órbitas das estrelas dessa componente, que apresentam uma velocidade de rotação característica $V_{LSR} \sim 0$ *kms*⁻¹ (Reddy *et al.*, 2003).

Já Schuster *et al.* (2006), através de fotometria *uvby* β de 1533 estrelas de grande velocidade e baixa metalicidade, determinaram uma metalicidade média de $[Fe/H] = -0,16$ *dex*, para o disco fino, com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0,14$ *dex*, como se pode observar na figura 2.4. O valor obtido encontra-se próximo da metalicidade solar média, como era esperado.

Por sua vez, Fuhrmann (2004), através de espectroscopia de alta resolução de 150 estrelas na vizinhança solar, determinou uma metalicidade média $[Fe/H] = -0.007$ *dex* para o disco fino novo, com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0,14$ *dex*. Em termos cinemáticos, para essa componente, Fuhrmann determinou uma velocidade de rotação $V_r = 209.5$ *kms*⁻¹ e $W = 0.0$ *kms*⁻¹, com uma dispersão $\sigma_W = 10.8$ *kms*⁻¹. Para o disco fino velho, a metalicidade média determinada foi de $[Fe/H] = -0,074$ *dex*, com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0.23$ *dex*, obtendo ainda uma velocidade de rotação $V_r = 201.9$ *kms*⁻¹ e $W = 0.7$ *kms*⁻¹, com uma dispersão $\sigma_W = 24.1$ *kms*⁻¹. Desses

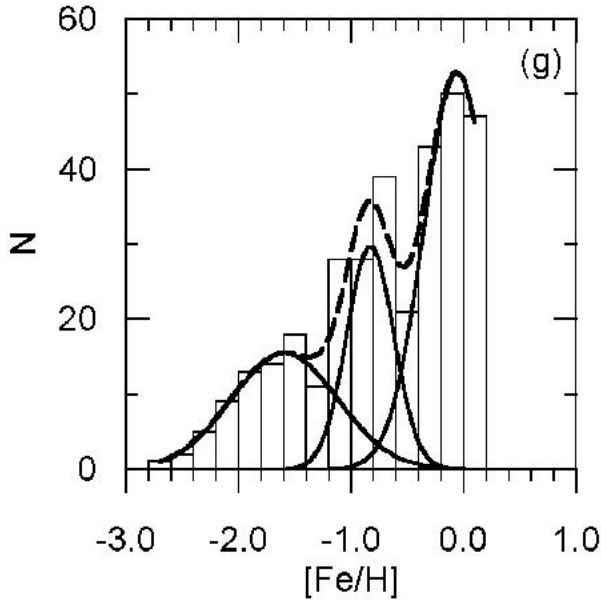


Figura 2.3: Histograma de metalicidade para o disco fino velho, disco espesso e halo. Fonte: Karaali *et al.*, 2003, pág 5.

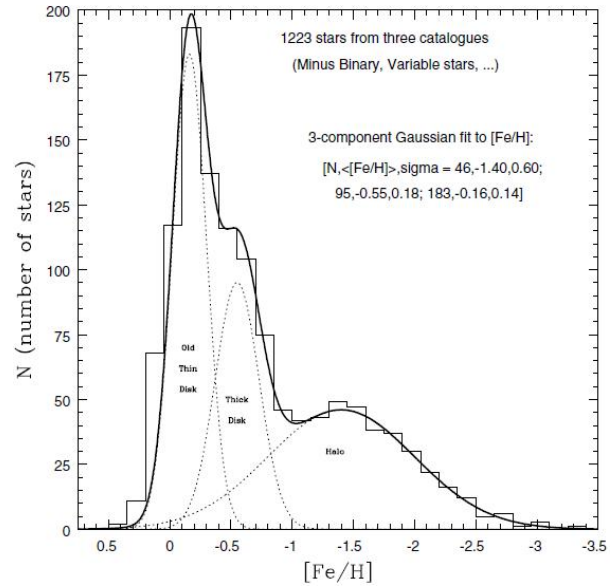


Figura 2.4: Histograma de metalicidade para o disco fino velho, disco espesso e halo. Fonte: Schuster *et al.*, 2006, pág 943.

valores, para o disco fino total, obtive uma metalicidade média de $[Fe/H] = -0.041 dex$, com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0,19 dex$, uma velocidade de rotação $V_r = 205.7 km s^{-1}$, e uma componente $W = 0.4 km s^{-1}$, com uma dispersão $\sigma_W = 18.7 km s^{-1}$. Esses resultados encontram-se na tabela da figura 2.5.

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)	(13)
Population	N	U	σ_U	V	σ_V	W	σ_W	V_{rot}	$[Fe/H]$	$\sigma_{[Fe/H]}$	$[Mg/H]$	$\sigma_{[Mg/H]}$
		[km/s]	[km/s]	[km/s]	[km/s]	[km/s]	[km/s]	[km/s]	[dex]	[dex]	[dex]	[dex]
Young Disk	58	4.6	28.0	-10.5	19.9	0.0	10.8	209.5	-0.007	0.14	0.008	0.12
Old Disk	60	7.7	42.6	-18.1	22.6	0.7	24.1	201.9	-0.074	0.23	-0.021	0.17
Thin Disk	118	6.2	36.1	-14.3	21.6	0.4	18.7	205.7	-0.041	0.19	-0.007	0.15
Thick Disk	9	-16.3	55.1	-74.3	18.4	-33.7	19.5	145.7	-0.532	0.22	-0.151	0.17
Thick Disk*	17	-18.3	58.2	-62.9	40.5	-19.0	27.0	157.1	-0.562	0.22	-0.194	0.18
HIGH 50PC	106	-25.1	89.8	-70.4	42.4	2.8	42.9	149.6	-	-	-	-

Figura 2.5: Velocidades e metalicidades para os discos fino e espesso. Fonte: Fuhrmann, 2004, pág 66.

Vallenari *et al.* (2006), apresenta as seguintes características cinemáticas para o disco fino novo: $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (25 \pm 4, 22 \pm 2, 15 \pm 1) km s^{-1}$. Para o disco fino velho, os resultados foram: $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (34 \pm 4, 21 \pm 2, 13 \pm 1) km s^{-1}$. Para esta componente, Vallenari *et al.* (2006) não mediram a existência de qualquer dispersão na velocidade de rotação, assumindo portanto que essa velocidade era consistente com a do LSR ($V_{LSR} = 220 km s^{-1}$). A tabela da figura 2.6

sumariza as características cinemáticas determinadas por Vallenari *et al.* (2006) para as diferentes componentes estelares da Via Láctea.

Parameters	Thin disk 1–3 Gyr	Thin disk 3–5 Gyr	Thin disk 5–7 Gyr	Thin disk 7–10 Gyr
$\sigma_{RR,\odot}$	25 ± 2	25 ± 4	38 ± 4	34 ± 4
$\sigma_{\phi\phi,\odot}$	20 ± 4	22 ± 2	32 ± 2	21 ± 2
$\sigma_{zz,\odot}$	10 ± 1	15 ± 1	18 ± 1	13 ± 1
	Thick disk	Halo		
$\sigma_{RR,\odot}$	74 ± 11	151 ± 14		
$\sigma_{\phi\phi,\odot}$	50 ± 7	116 ± 11		
$\sigma_{zz,\odot}$	38 ± 7	96 ± 11		
\tilde{V}_c	178 ± 7	6 ± 19		

Figura 2.6: Velocidades e dispersões para as componentes estelares da Galáxia. Na tabela, σ_{RR} , $\sigma_{\phi\phi}$, σ_{zz} e V_c representam, respectivamente, σ_U , σ_V , σ_W e V_r . Fonte: Vallenari *et al.*, 2006, pág 137.

Como se pode verificar dos dados anteriores, os valores determinados para a metalicidade média do disco fino (entre -0.041 e -0.16 dex) encontram-se próximos da metalicidade solar, como estimado inicialmente por Carney *et al.* (1989) (0.0 dex), com uma certa dispersão para valores negativos. O limite inferior de -0.7 dex para a metalicidade do disco fino, apresentado por Reddy *et al.* (2003), encontra-se na zona de metalicidades típica do disco espesso, como se verá mais adiante. Isto sugere uma sobreposição das metalicidades das duas populações, o que é defendido como consequência dalguns dos cenários de formação da Galáxia. Em relação ao gradiente vertical de metalicidade de -0.2 dex/kpc , obtido por Karaali *et al.* (2003), para $0 \leq z \leq 1500 \text{ pc}$, é consistente com o gradiente estimado por Gilmore & Reid (1983), embora para uma escala de altura menor.

Relativamente à característica cinemática do disco fino, dos valores de Fuhrmann (2004) para a velocidade de rotação ($\sim 206 \text{ kms}^{-1}$) observa-se um ligeiro atraso relativamente ao LSR ($V_{LSR} = 220 \text{ kms}^{-1}$), na velocidade de rotação dessa componente. Quanto às dispersões das componentes de velocidade U , V , W (velocidades nas direcções radial, tangencial e vertical), os valores apresentados por Vallenari *et al.* (2006) são consistentes com os de Fuhrmann (2004). Em relação à componente de velocidade W , o disco fino apresenta um valor próximo de zero (ver tabela da figura 2.5), como seria de esperar numa componente essencialmente suportada por rotação.

Quanto à idade do disco fino, o limite superior de 10 *Ganos* estimado por Reddy *et al.* (2003), é apoiado pelo limite superior apresentado por Vallenari *et al.* (2006) (rever a tabela da figura 2.1), e corresponde ao limite superior de idade para o disco fino velho, podendo considerar-se que 80% da população do disco fino se situa entre os 3 *Ganos* (disco fino novo) e os 10 *Ganos* (disco fino velho) (Vallenari *et al.*, 2006). Nesse sentido, Fuhrmann (2004) apresenta um valor médio da idade de 6.9 *Ganos* para o disco fino velho e de 4 *Ganos* para o disco fino, obtendo para o disco fino total um valor médio de 4.5 *Ganos*, consistente com a idade calculada para o Sistema Solar.

2.3 Disco Espesso

O trabalho de caracterização do disco espesso e da sua relação com as restantes componentes da Galáxia tem sido empreendido por diversos autores, embora com resultados nem sempre concordantes. Como mencionado na secção 2.1, uma das questões iniciais residia em determinar se o disco espesso constituía, ou não, uma componente discreta, podendo ser o prolongamento dinâmico e químico do disco fino velho. Esse ponto era fundamental para a compreensão da origem desta população, e também para a compreensão dos mecanismos de formação e evolução galácticos.

Se fosse uma componente contínua, seria necessário estudar os mecanismos de dispersão que justificassem um disco espesso resultante da dispersão das estrelas do disco fino, uma vez que os processos de interacção com as nuvens moleculares gigantes não permitiam explicar as velocidades observadas (Gilmore, 1990). Se fosse uma componente discreta era espectável que as distribuições em metalicidade e em velocidade fossem distintas das do halo e do disco fino. Actualmente, assume-se que o disco espesso é uma componente discreta do disco galáctico (Prochaska *et al.*, 2000; Fuhrmann, 2004), possivelmente gerada por eventos de acreção/fusão (“*merging*”) na história primordial da Via Láctea, com galáxias satélites (Buser *et al.*, 1999; Schuster *et al.*, 2006;), como se verá na secção 2.5.

2.3.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa

Em 1983, Gilmore & Reid determinaram a escala de altura do disco espesso como sendo $h_z \approx 1 \text{ kpc}$, obtendo uma densidade relativa na vizinhança solar de $\approx 2\%$, para essa componente. Em 1987, Sandage & Fouts atribuíram-lhe uma densidade relativa superior, de $\approx 10\%$. Considerando resultados mais recentes, Reid & Majewski (1993) obtiveram uma escala de altura $h_z \approx 1400 \text{ pc}$, e uma densidade relativa de 2% . Robin *et al.* (1996), através dum levantamento cinemático e fotométrico *UBV* de estrelas, apresentaram uma escala de altura $h_z = 760 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 2800 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 5.6% .

Spagna *et al.* (1996), através dum levantamento cinemático e fotométrico *BVR*, obtiveram uma escala de altura $h_z = 1137 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 4.3% . Ng *et al.* (1997), através dum levantamento fotométrico *BV* de estrelas, determinaram uma escala de altura $h_z = 1 \text{ kpc}$, uma escala radial $h_R = 4500 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 5.3% . Buser *et al.* (1998a), através dum levantamento fotométrico *RGU* na direcção do PNG, apresentaram uma escala de altura de $h_z = 1150 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 4250 \text{ pc}$, e uma densidade relativa de 5.4% . No entanto, também Buser *et al.* (1999), através dum levantamento semelhante, obtiveram uma escala de altura $h_z = 910 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 3 \text{ kpc}$ e uma densidade relativa de 5.9% . Já Fuhrmann (2000), na continuação do seu extenso estudo espectroscópico, obteve uma densidade relativa de 4% para

o disco espesso, mas argumentou que esse valor poderia subir até $\sim 17\%$, caso se confinasse o levantamento a estrelas velhas do disco.

Chiba & Beers (2000), a partir do estudo cinemático de 1203 estrelas próximas catalogadas, com $[Fe/H] \leq -0.6 \text{ dex}$, obtiveram uma escala radial para o disco espesso de $h_R = 4500 \text{ pc}$ e uma densidade relativa variável entre 10%, para estrelas com $-2.2 \leq [Fe/H] \leq -1.7 \text{ dex}$, e 30%, para estrelas com $-1.7 \leq [Fe/H] \leq -1.0 \text{ dex}$. Já Ojha (2001), determinou uma escala de altura $h_z = 860 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 3700 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 3.5%. Kerber *et al.* (2001) obtiveram um intervalo de escala de altura de $800 \leq h_z \leq 1200 \text{ pc}$. Reylé & Robin (2001) apresentaram uma escala de altura $h_z = 800 \text{ pc}$, ao passo que Chen *et al.* (2001) obtiveram um intervalo de escala de altura de $580 \leq h_z \leq 750 \text{ pc}$, e um intervalo de densidade relativa de 6.5% a 13%. Siegel *et al.* (2002), a partir do estudo e condições mencionadas na subsecção 2.2.1, obtiveram uma escala de altura $h_z = 940 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 8.5%, para o disco espesso. Por seu turno, Altmann *et al.* (2004), através dum levantamento cinemático, espectroscópico e fotométrico de 114 estrelas B sub-anãs, apresentaram uma escala de altura de $h_z = 900 \text{ pc}$.

Karaali *et al.* (2004) obtiveram um intervalo de escala de altura de $805 \leq h_z \leq 970 \text{ pc}$ e um intervalo de densidade relativa de 5.2% a 9.5%. Por sua vez, Cabrerias-Lavers *et al.* (2005), através do estudo mencionado na subsecção 2.2.1, obtiveram uma escala de altura $h_z = 1062 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 3040 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 11.53%, para o disco espesso. Nesse estudo afirmaram ainda não existirem diferenças nestes resultados para valores de z maiores, nem entre latitudes positivas e negativas, tendo desprezado a contribuição do halo galáctico nas contagens, uma vez que essa componente só é dominante para distâncias z maiores, relativamente à distância máxima considerada no estudo ($z \approx 2 \text{ kpc}$).

Já Vallenari *et al.* (2006) obtiveram uma escala de altura $h_z = 900 \text{ pc}$ e uma escala radial $h_R = 2500 \text{ pc}$, como se pode ver na tabela da figura 2.1. Jurić *et al.* (2008), por sua vez, determinaram uma escala de altura $h_z = 900 \text{ pc}$, uma escala radial $h_R = 3600 \text{ pc}$ e uma densidade relativa de 12%. Cignoni *et al.* (2008), no seu estudo, determinaram um intervalo para a escala radial de $2500 \leq h_R \leq 3250 \text{ pc}$.

Como se pode verificar dos dados anteriores, existe uma relativa discrepância entre os valores propostos pelos vários autores para a escala de altura (h_z) do disco espesso, situando-se os mesmos entre os 580 e os 1400 pc . A partir desses resultados, obtém-se um valor médio de $\approx 896 \text{ pc}$, consistente com os valores mais actuais da literatura. No entanto, é necessário notar duas circunstâncias: a) os valores apresentados anteriormente a 2002 são, em média mais elevados dos que os apresentados após esse ano; b) Schuster *et al.* (2006) referem o facto de poderem existir duas componentes populacionais entre o disco fino velho e o halo, com idades, metalicidade, velocidade

de rotação e dispersão de velocidade perpendicular ao PG distintos.

Relativamente à primeira nota, houve uma recalibração da distância ao enxame das Híades, com base nas paralaxes do catálogo Hipparcos, da qual resultou uma redução de $\approx 7\%$ das distâncias ao Sol (d) e, por conseguinte, também da distância ao PG (z)⁶. Relativamente à segunda nota, a verificar-se a existência de dois grupos populacionais diferenciados no disco espesso, tal situação poderá eventualmente justificar a abrangência de valores determinados para a escala de altura dessa componente, em particular se se verificar igual variação nos valores de metalicidade média das estrelas pertinentes a cada estudo.

Em relação à escala radial, também se verifica uma dispersão apreciável dos valores entre os diversos autores, situando-se estes entre os 2500 e os 4500 pc . É notória a semelhança entre este intervalo de escala radial e o verificado para o disco fino. A partir desses resultados, obtém-se um valor médio de $\approx 3010 pc$. Considerando o valor médio de escala radial obtido para o disco fino ($\approx 2560 pc$), verifica-se que a escala radial do disco espesso é apenas $\sim 15\%$ maior do que a do disco fino⁷. Se os dois discos representam realmente duas populações distintas, será necessário desenvolver estudos que permitam perceber quais os mecanismos que originaram escalas de altura tão distintas e escalas radiais tão semelhantes (Cignoni *et al.*, 2008).

Quanto à densidade relativa de estrelas do disco espesso na vizinhança solar, os valores apresentam também variação, situando-se entre 2% e os 30%, sendo o valor médio da densidade relativa de $\approx 8.3\%$. Este valor está mais próximo dos apresentados por Siegel *et al.* (2002) e Karaali *et al.* (2004). Não obstante, Fuhrmann (2004) propôs um valor muito superior para a densidade relativa do disco espesso na vizinhança solar ($\sim 20\%$), mais próximo do limite máximo de Chiba & Beers (2000) (30%), justificando esse valor com a necessidade de contabilizar as anãs brancas de grande massa, remanescentes de estrelas do disco espesso, que se encontram nas proximidades e que, devido ao seu fraco brilho, são muitas vezes excluídas da maioria dos levantamentos com menor completude em magnitude visual.

Como se pode verificar, pela discussão anterior, ainda não existe um consenso alargado sobre as escalas e densidade relativa características do disco espesso, havendo por isso necessidade de efectuar mais estudos e levantamentos, no sentido de se criar uma base estatística fiável, que estabeleça valores médios credíveis e permita esclarecer os desvios existentes em estudos anteriores.

⁶ As equações destes parâmetros serão apresentadas no Capítulo 3, nas subsecções 3.3.1 e 3.3.2, respectivamente.

⁷ Cignoni *et al.* (2008) referem um incremento de $\sim 20\%$ entre as duas escalas.

2.3.2 Cinemática, metalicidade e idade

Em termos de metalicidade, Carney *et al.* (1989) mostraram que a distribuição de metalicidades desta componente estava centrada em $[Fe/H] = -0.5 \text{ dex}$ e verificaram que a metalicidade média decrescia com o aumento da velocidade, dominando essa metalicidade média no caso das estrelas com $20 < W < 60 \text{ kms}^{-1}$ e $-100 < V < -30 \text{ kms}^{-1}$. Esse valor médio de metalicidade, que representa um quarto da metalicidade solar, era consistente com os valores determinados por Rose & Agostinho (1991), Knude (1993), Antón (1995) e Agostinho *et al.* (1996), situados entre -0.5 e -0.6 dex , com uma dispersão típica de $\sigma_{[Fe/H]} = 0.3 \text{ dex}$ (Gilmore, 1990 e referências aí citadas). A componente de velocidade V, determinada por Ratnatunga & Freeman (1985), Freeman (1987), Norris (1987), Sandage & Fouts (1987) e Morrison *et al.* (1990), encontra-se no intervalo $-30 \leq V \leq -50 \text{ kms}^{-1}$. Relativamente à dispersão da componente de velocidade W, esta apresentava um valor médio de $\sigma_W \approx 40 \text{ kms}^{-1}$, como determinada por Ratnatunga & Freeman (1985), Gilmore & Wyse (1987), Sandage & Fouts (1987), Yoss *et al.* (1987) e Kuijken & Gilmore (1989), sendo consistente com os valores de Carney *et al.* (1989).

Considerando resultados mais recentes, Chiba & Beers (2000) obtiveram um intervalo de metalicidades para o disco espesso de $-2.2 \leq [Fe/H] \leq -0.6 \text{ dex}$, verificando que não havia estrelas dessa componente com $[Fe/H] \leq -2.2 \text{ dex}$. Em termos cinemáticos, obtiveram as seguintes características: $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (46 \pm 4, 50 \pm 4, 35 \pm 3) \text{ kms}^{-1}$, $V_r \approx 200 \text{ kms}^{-1}$ e um gradiente vertical de velocidade $\frac{\partial V_r}{\partial z} = -30 \pm 3 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$. Reddy *et al.* (2003) determinou um intervalo de metalicidades típicas para o disco espesso de $-0.35 \leq [Fe/H] \leq -0.70 \text{ dex}$, para estrelas com $-100 < V < -40 \text{ kms}^{-1}$.

Reddy *et al.* (2006), por espectroscopia de alta resolução de 176 estrelas anãs F e G candidatas a população III, estabeleceu os limites inferior e superior para a metalicidade do disco espesso, tais que $-1.0 \leq [Fe/H] \leq -0.3 \text{ dex}$. Karaali *et al.* (2003), a partir da revisão de fotometria *UBVI* publicada, determinou a distribuição de densidade estelar e da densidade de metalicidade para $2 \leq z \leq 8 \text{ kpc}$, obtendo um pico centrado em $[Fe/H] = -0.7 \text{ dex}$ (ver figura 2.3). Verificaram ainda a existência dum gradiente vertical de metalicidade nessa componente de $\frac{\partial [Fe/H]}{\partial z} \approx -0.2 \text{ dex/kpc}$, para $2 \leq z \leq 5 \text{ kpc}$.

Fuhrmann (2004) obteve uma metalicidade média $[Fe/H] = -0.56 \text{ dex}$ para o disco espesso, com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0.22 \text{ dex}$. Em termos cinemáticos, para essa componente, Fuhrmann (2004) determinou a velocidade de rotação $V_r = 157.1 \text{ kms}^{-1}$ e uma componente $W = -19.0 \text{ kms}^{-1}$, com uma dispersão $\sigma_W = 27.0 \text{ kms}^{-1}$. Estes resultados podem ser observados na tabela da figura 2.5. O valor da velocidade de rotação do disco espesso determinada por Fuhrmann (2004) representa um atraso de 63 kms^{-1} em relação à velocidade de rotação do LSR

($V_{LSR} = 220 \text{ km s}^{-1}$).

Prieto *et al.* (2006), por análise espectroscópica e fotométrica de 22.770 estrelas F e G, com dados do SDSS, determinaram um pico na distribuição de metalicidades do disco espesso centrado em $[Fe/H] = -0.7 \text{ dex}$, com $V_r = 157.4 \text{ km s}^{-1}$. Para esta componente, obtiveram idades entre os 9 e os 11 *Ganos*. Concluíram ainda que a distribuição de $[Fe/H]$ desta população eram independentes da distância galactocêntrica, entre os 5 e os 14 *kpc*, contrastando com os gradientes encontrados na literatura para o disco fino. Não detectaram um gradiente vertical de metalicidade para o disco espesso, mas encontraram um gradiente na velocidade rotacional de $\frac{\partial V_r}{\partial z} = -16 \pm 4 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, para $1 \leq z \leq 3 \text{ kpc}$.

Karataş *et al.* (2005), através da cinemática e fotometria *uvby* β de 437 estrelas próximas F e G sub-gigantes e na fase de *turn-off*, das quais identificaram 22 pertencentes ao disco espesso, determinaram uma metalicidade média $[Fe/H] = -0.55 \text{ dex}$, uma velocidade de rotação $V_r = 154 \text{ km s}^{-1}$ e uma dispersão da componente de velocidade W de $\sigma_W = 32 \text{ km s}^{-1}$. Esse conjunto de 22 estrelas apresentou idades entre os 7 e os 8 *Ganos*. Vallenari *et al.* (2006), no seu estudo, determinaram as seguintes características cinemáticas para o disco espesso: $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (77 \pm 11, 50 \pm 7, 38 \pm 7) \text{ km s}^{-1}$. Para esta componente, consideraram ainda uma velocidade de rotação $V_r = (178 \pm 7) \text{ km s}^{-1}$, como se pode observar na tabela da figura 2.6, sem a presença dum gradiente vertical de velocidade significativo. Estes valores são concordantes com os de Soubiran *et al.* (2003) e um pouco superiores aos de Fuhrmann (2004).

Já Schuster *et al.* (2006), obtiveram dois picos de metalicidade para o disco espesso, indicando a presença de duas populações, com as características: $([Fe/H], V_r, \text{Idade}, \sigma_W) \approx (-0.4 \text{ dex}, 160 \text{ km s}^{-1}, 10.0 \text{ Ganos}, 45.8 \text{ km s}^{-1})$ e $(-0.7 \text{ dex}, 120 \text{ km s}^{-1}, 12.5 \text{ Ganos}, 62.0 \text{ km s}^{-1})$. Esse resultado é consistente com os obtidos por Gilmore *et al.* (2002) e Parker *et al.* (2003, 2004). Para a totalidade do disco espesso, obtiveram a metalicidade média $[Fe/H] = -0.55 \text{ dex}$, com $\sigma_{[Fe/H]} = 0.18 \text{ dex}$, como se pode observar na figura 2.4.

Holmberg *et al.* (2007), a partir do estudo de recalibração dos dados do GCS, obteve uma metalicidade média $[Fe/H] = -0.55 \text{ dex}$ e uma idade de 11 *Ganos*, para um grupo de estrelas do disco espesso. Por seu turno, Siegel *et al.* (2009), por fotometria *UBVRI* dum campo estelar próximo do PNG, argumentam a inexistência dum gradiente vertical de metalicidade para o disco espesso, obtendo um valor de $[Fe/H] = -0.8 \text{ dex}$ para esta componente.

Como se pode observar pelos dados anteriores, os valores determinados para a metalicidade média do disco espesso (entre -0.35 e -0.8 dex) apresentam uma dispersão superior a 0.3 dex , valor estimado por Gilmore (1990), entre outros. Não obstante, o valor médio determinado pelos vários autores recentes é bastante concordante ($[Fe/H] = -0.55 \text{ dex}$), e coincidente com o valor

canónico da literatura mais antiga. Os valores de velocidade de rotação determinados, pelos vários autores, para o disco espesso, também são concordantes, à excepção do de Chiba & Beers (2000) ($\approx 200 \text{ km s}^{-1}$), encontrando-se em torno de $V_r = 157 \text{ km s}^{-1}$, o que representa um desfasamento de 63 km s^{-1} em relação a $V_{LSR} = 220 \text{ km s}^{-1}$. Quanto à dispersão σ_W , o valor médio situa-se em $\sigma_W \approx 41 \text{ km s}^{-1}$, muito próximo do apresentado no início desta subsecção (40 km s^{-1}).

A existência dum gradiente vertical de velocidade, proposto por Chiba & Beers, é apoiado por Prieto *et al.* (2006), mas com um valor inferior. No entanto, Vallenari *et al.* (2006) referem que os seus dados não são consistentes com a existência dum gradiente vertical de velocidade. Relativamente à existência dum gradiente vertical de metalicidade de -0.2 dex/kpc , proposto por Karaali *et al.* (2003), para $2 \leq z \leq 5 \text{ kpc}$, a sua presença não é apoiada por outros autores mais recentes, embora tal gradiente seja mencionado noutros estudos anteriores (por exemplo, Reid & Majewski (1993)). Inclusivamente, Siegel *et al.* (2009) argumentam a favor dum disco espesso *mono-metálico*, o que contradiz a proposta de Schuster *et al.* (2006) da existência de duas populações diferentes nessa componente, com picos de metalicidade centrados em $[Fe/H] = -0.4$ e -0.7 dex . No entanto, este último cenário é consistente com a observação duma população mais rica em metais (Carney, 2000) e doutra mais pobre em metais (Norris, 1996), podendo o disco espesso constituir uma componente mais abrangente da Galáxia (Majewski, 1993).

Em relação à idade do disco espesso, apesar dos valores anteriormente apresentados serem relativamente concordantes (o valor médio é de $\approx 9.8 \text{ Ganos}$), esse é ainda um assunto em discussão. Não obstante, o disco espesso aparenta ser bastante velho ($> 10 \text{ Ganos}$), com base na abrupta descontinuidade no número de estrelas mais azuis do que o limite de *turn-off* da sequência principal de enxames globulares com metalicidade semelhante (Prochaska *et al.*, 2000 e referências aí citadas). Nesse sentido, inicialmente Zinn (1985) mostrou que um grupo de enxames globulares, situado a menos de $R < 7 \text{ kpc}$, estava distribuído numa configuração em forma de disco, sendo as suas escalas de altura e cinemática idênticas ao disco espesso de Gilmore & Reid (Armandroff, 1989). De facto, se essa população de enxames pertencesse ao disco espesso, como defendia Armandroff (1989), então essa componente era velha.

Nesse contexto, Rose (1985) identificou um grupo de estrelas de campo gigantes *early G* como estrelas RHB⁸. Estas apresentavam características metálicas e cinemáticas da população III, com metalicidade e dispersão da velocidade vertical média de $[Fe/H] = -0.7 \text{ dex}$ e $\sigma_W = 40 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, respectivamente. Dado que as estrelas RHB constituem uma componente bastante evoluída da população dos enxames globulares do disco, então o disco espesso deveria ter uma idade semelhante.

Contudo, Norris & Green (1989) demonstraram que as candidatas a RHB de Rose (1985)

⁸ “Red Horizontal Branch”.

não se estendiam tanto para o azul como as estrelas RHB do 47 Tucanae, tendo identificado as estrelas gigantes de Rose como um *clump* de gigantes vermelhas (RC), típicas dos enxames abertos velhos. Esses autores estimaram, então, que o disco espesso teria uma idade situada entre os 8 e os 11 *Ganos*, valor concordante com a média determinada acima. Rose & Agostinho (1991), usando o *turn-off* da distribuição em cor de estrelas com magnitude $B_P \leq 12.5 \text{ mag}$, proveniente do levantamento espectroscópico efectuado aos campos estelares 1 e 2 referidos no presente trabalho, estimaram que o disco espesso teria uma idade situada entre os 12 e os 14 *Ganos*, semelhante à do enxame globular 47 Tucanae e um pouco superior à média anterior.

Knude (1993), através de fotometria *uvby* β dum grupo de 161 estrelas F, localizado perto do PNG, e com limite em magnitude $B_P \leq 13 \text{ mag}$, classificou cerca de 34 estrelas como população III, com uma metalicidade média $[Fe/H] = -0.4 \text{ dex}$. Determinou ainda que a idade inferior dessas estrelas estava próxima dos 6 *Ganos*, correspondendo a um disco espesso mais jovem. Para justificar a disparidade entre os valores de idade inicialmente apresentados, é necessário referir que os valores de metalicidade média de Rose (1985) ($[Fe/H] = -0.7 \text{ dex}$) e Knude (1993) ($[Fe/H] = -0.4 \text{ dex}$) correspondem, precisamente, aos valores médios determinados por Schuster *et al.* (2006) para os dois grupos populacionais do disco espesso, que nesse estudo apresentavam idades de 12.5 e 10.0 *Ganos*, respectivamente.

Bernkopf *et al.* (2001) propuseram um intervalo etário para essa componente, compreendido entre os 12.5 e os 13.8 *Ganos*. Assim, o valor de Rose & Agostinho (1991) é consistente com o resultado de Bernkopf *et al.* (2001) e com a componente mais velha do disco espesso, proposta por Schuster *et al.* (2006). Relativamente ao valor de Knude (1993), apesar de estar abaixo do de Schuster *et al.* (2006), representa claramente o limite inferior da idade da componente mais nova do disco espesso, sobrepondo-se à população mais velha do disco fino. Neste cenário, o valor médio da idade determinado a partir dos estudos mais recentes ($\approx 9.8 \text{ Ganos}$), pode corresponder à transição etária entre as duas componentes do disco espesso, de diferentes metalicidades.

2.4 Halo Galáctico

A componente do halo foi inicialmente proposta aquando da primeira divisão da Galáxia em populações, sendo considerada uma componente antiga. Considera-se que o halo forma uma região relativamente esferoidal em torno das componentes do disco galáctico (Kalirai *et al.*, 2003). As suas estrelas são caracterizadas, essencialmente, por possuírem metalicidades baixas e, contrariamente às estrelas do disco, por terem trajectórias de grande excentricidade, sendo a sua velocidade de rotação global considerada nula. Actualmente, o halo é dividido em halo *interior*, mais achatado, e halo *exterior*, mais esferoidal. A constituição exacta dessas componentese e a sua interacção com

as populações do disco, e do bojo central da Galáxia, são ainda debate.

Não obstante, o seu conteúdo em matéria escura é crucial para a estrutura da Via Láctea e representa um registo da história da formação e evolução da mesma. Em particular, subsiste a questão do tipo de matéria escura que compõe as populações do halo. Dado tratar-se da componente mais remota, a sua densidade local relativa é muito reduzida, sendo, portanto, necessário efectuar estudos com elevado grau de completude em magnitude para proceder à sua caracterização. Esta necessidade é da maior relevância, dado o facto das estrelas que compõem o halo poderem encontrar-se em estados evolutivos muito avançados, nomeadamente na fase de anãs brancas, como defendem alguns autores (Méndez, 2002). No entanto, outros autores não favorecem esse cenário (Kalirai *et al.*, 2003). Paralelamente, alguns autores põem em causa a necessidade dum halo com grande massa em matéria escura, atribuindo-lhe uma importância marginal, em detrimento dum disco espesso mais preponderante (Fuhrmann, 2004).

2.4.1 Escala radial, escala de altura e densidade relativa

Sendo a componente mais distante do PG, é a que possui menor densidade local relativa. Esta foi inicialmente estimada como representando 0.1% (Gilmore & Reid, 1983) a 0.5% (Sandage & Fouts, 1987) das estrelas na vizinhança solar. Considerando os resultados mais recentes, Altmann *et al.* (2004), obtiveram uma escala de altura $h_z \approx 7 \text{ kpc}$. Karaali *et al.* (2003), propuseram um intervalo para a escala de altura do halo interior de $5 \leq h_z \leq 8 \text{ kpc}$ e para o halo exterior de $8 \leq h_z \leq 10 \text{ kpc}$. Ainda Karaali *et al.* (2004), determinaram uma densidade relativa de 0.02% a 0.15%. Vallenari *et al.* (2006), obtiveram uma escala de altura $h_z = 7 \text{ kpc}$, como se pode observar na tabela da figura 2.1.

Relativamente à escala de altura desta componente, o valor de Vallenari *et al.* (2006) é concordante com o de Altmann *et al.* (2004) e consistente com o intervalo de h_z de Karaali *et al.* (2003), para o halo interior. Quanto à densidade relativa desta componente, os valores apresentados são concordantes entre os seus proponentes, situando-se a média em 0.12%. Dado este valor, o peso estatístico do halo na estrutura galáctica na vizinhança solar é algo marginal.

2.4.2 Cinemática, metalicidade e idade

Em termos cinemáticos, o movimento de rotação das estrelas do halo em torno da Galáxia é considerado pouco importante quando comparado com o do disco. Sendo $V_r = V_{LSR} + v$, onde $V_{LSR} = 220 \text{ km s}^{-1}$ é a velocidade do LSR em torno do Centro Galáctico, e considerando que $v \approx -210 \text{ km s}^{-1}$ é a velocidade média de rotação do halo em relação ao LSR (Carney *et al.*, 1989), então $V_r \approx 20 \text{ km s}^{-1}$. Inicialmente, Gilmore *et al.* (1989) mostraram que as velocidades relativas

ao referencial LSR atingiam valores muito elevados, caracterizando as distribuições de U, V e W por elevadas dispersões $(\sigma_U, \sigma_v, \sigma_w) \approx (135 \pm 20, 95 \pm 10, 95 \pm 10) \text{ km s}^{-1}$. Posteriormente, Gilmore (1990) obteve as seguintes dispersões $(\sigma_U, \sigma_v, \sigma_w) \approx (131, 102, 89) \text{ km s}^{-1}$. Relativamente à hipótese duma rotação retrógrada na parte exterior do halo, esta foi apresentada por Zinn (1985) e Majewski (1993).

Considerando resultados mais recentes, Layden *et al.* (1996), através de estrelas RR Lyrae com metalicidade média $[Fe/H] = -1.6 \text{ dex}$, determinaram as seguintes características cinemáticas para o halo: $(\sigma_U, \sigma_v, \sigma_w) = (162 \pm 13, 102 \pm 8, 97 \pm 7) \text{ km s}^{-1}$, não observando uma velocidade de rotação significativa. Chiba & Beers (2000) obtiveram as seguintes dispersões: $(\sigma_U, \sigma_v, \sigma_w) = (141 \pm 11, 106 \pm 9, 94 \pm 8) \text{ km s}^{-1}$, notando a existência duma velocidade de rotação prógrada, $V_r = 40 \pm 10 \text{ km s}^{-1}$, no halo interior. Nesse sentido, também Majewski *et al.* (1991, 1994), e Majewski & Siegel (2002) argumentaram a existência duma rotação prógrada no halo interior. Esses autores observaram ainda que a amplitude da rotação prógrada decrescia com o incremento da distância ao Plano Galactico, apresentando o seguinte gradiente vertical: $\frac{\partial V_r}{\partial z} = -52 \pm 6 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ (Chiba & Beers, 2000).

Vallenari *et al.* (2006) determinaram as seguintes características cinemáticas para o halo: $(\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W) = (151 \pm 14, 116 \pm 11, 96 \pm 11) \text{ km s}^{-1}$, não tendo encontrado uma velocidade de rotação significativa para estrelas com $V \geq 19$ ($V_r = (6 \pm 19) \text{ km s}^{-1}$), como se pode verificar na tabela da figura 2.6. Os dados também não eram consistentes com a existência duma rotação retrógrada até uma distância $z = 7 \text{ kpc}$.

Em termos de metalicidade, Carney *et al.* (1989), a partir dum conjunto de estrelas de elevados movimentos próprios mostraram que a distribuição de metalicidades do halo apresentava um pico centrado em $[Fe/H] = -1.6 \text{ dex}$. Karaali *et al.* (2003) obtiveram um pico centrado em $[Fe/H] = -1.5 \text{ dex}$ para esta componente, com uma dispersão na metalicidade até $[Fe/H] = -2.75 \text{ dex}$, como se pode observar na figura 2.3. Verificaram ainda a existência dum gradiente vertical de metalicidade na componente interior do halo de $\frac{\partial [Fe/H]}{\partial z} \approx -0.1 \text{ dex/kpc}$ ($5 \leq z \leq 8 \text{ kpc}$), sendo esse gradiente nulo na componente exterior ($8 \leq z \leq 10 \text{ kpc}$).

Schuster *et al.* (2006) determinaram a existência dum pico na metalicidade do halo, centrado em $[Fe/H] = -1.4 \text{ dex}$ e com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0.60 \text{ dex}$, como se pode observar na figura 2.4. Para as estrelas mais pobres em metais, caracterizadas por $-2.31 \leq [Fe/H] \leq -1.31 \text{ dex}$, obtiveram uma média de idades em torno dos 13 *Ganos*. Siegel *et al.* (2009) também obtiveram um pico de metalicidade centrado em $[Fe/H] = -1.4 \text{ dex}$, argumentando a inexistência dum gradiente vertical de metalicidade.

Como se pode observar dos dados anteriores, em termos cinemáticos, as componentes de

velocidade U , V , W do halo apresentam elevadas dispersões. Relativamente ao movimento de rotação, em média esta componente parece ter uma velocidade prógrada pouco significativa ($V_r \sim 20 \text{ km s}^{-1}$). Nesse sentido, os dados dos diversos autores parecem apontar para um movimento de rotação prógrado no halo interior, com uma rotação retrógada no halo exterior. Em termos de metalicidade, o halo é significativamente mais pobre em metais do que as componentes do disco galáctico, apresentando um valor médio $[Fe/H] = -1.5 \text{ dex}$. A existência dum gradiente vertical de metalicidade não foi comprovada pela maioria dos autores, verificando-se essa questão também para o gradiente vertical de velocidade de rotação. Quanto à idade do halo ($\sim 13 \text{ Ganos}$), este aparenta estar um pouco acima do limite superior de idade para o disco espesso ($\sim 12.5 \text{ Ganos}$).

2.5 Formação e Evolução Galáctica

A caracterização da estrutura da Galáxia tem como objectivo principal a compreensão do seu processo de formação e evolução. Nesse sentido, Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) foram os primeiros a propôr um cenário de formação da Via Láctea. Segundo esse cenário, a Galáxia ter-se-ia formado por um colapso rápido duma flutuação na densidade do gás primordial, pobre em metais e de forma aproximadamente esférica. Durante o colapso, a condensação do gás despoletou a formação rápida de estrelas. Nesse contexto, as órbitas das estrelas deveriam reflectir o estado cinemático do gás primordial, e as suas abundâncias químicas deveriam reflectir o estado químico do gás primordial.

Assim, as estrelas primordiais eram as mais pobres em metais e apresentavam órbitas acentuadamente excêntricas, impelidas pelo momento do colapso gravitacional. O colapso radial não foi tão elevado quanto o que ocorreu na direcção vertical, devido ao aumento da velocidade de rotação e da aceleração centrífuga, por conservação do momento angular. O gás acabaria por assentar na forma dum disco achatado e em rápida rotação, devido à dissipação de energia por colisões entre nuvens de gás. A formação contínua de estrelas, durante o período de contracção, permitiu o enriquecimento químico progressivo do meio interestelar. Desse gás, mais rico em metais, formaram-se novas estrelas com órbitas progressivamente circularizadas, até à geração actual.

A partir da idade aparente de enxames globulares, Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) mostraram que a primeira fase de formação estelar teria ocorrido à 10 Ganos . Estimaram também que o factor de colapso na direcção vertical foi de 25, enquanto que o factor de colapso radial foi de 10. Nesse cenário, o halo teria formado durante um colapso sem pressão de suporte.

Foram surgindo posteriormente outros cenários que visavam explicar a formação das componentes do disco galáctico, em particular o disco espesso. Esses modelos podem ser sumarizados em duas categorias: a) *top-down*, em que o disco espesso é precursor do disco fino, e *bottom-up*,

em que o disco espesso é sucessor do disco fino. A primeira categoria engloba cenários, como: a) a queda livre de estrelas do halo por colapso dissipativo do gás (Sandage, 1990a); b) o colapso rápido do disco espesso, seguido dum hiato na formação estelar e dum colapso suportado por pressão (Gilmore, 1984); c) formação inicial do disco desconectada do halo (Norris & Ryan, 1991). A segunda categoria engloba cenários, como: a) a difusão cinemática secular de estrelas a partir do disco fino (Norris, 1987); b) o aquecimento violento do disco fino por acreção de galáxias satélites (Carney *et al.*, 1989); c) perturbação do halo pelo potencial do disco (Gilmore & Reid, 1983).

Actualmente, diversos autores debatem a hipótese de formação do disco espesso a partir de interações gravíticas com galáxias satélites, com possíveis episódios de acreção/fusão (*merging*) no passado remoto da Galáxia (Navarro *et al.*, 2004 e referências aí citadas). Como se pôde observar da descrição do parágrafo anterior, essa hipótese era já considerada por Carney *et al.* (1989). Os resultados de Buser *et al.* (1999) favoreceram igualmente um modelo de acreção para a origem do disco espesso, como um episódio importante na história da formação da Galáxia. Também Reddy *et al.* (2006), a partir dos seus dados, consideraram plausível a hipótese do disco espesso ter sido formado durante um período inicial de múltiplas acreções, envolvendo sistemas ricos em gás, com uma conseqüente taxa de formação estelar elevada. Segundo esse cenário, a interação entre os sistemas em acreção e a Galáxia em formação, deu origem a um sistema estelar relativamente quente, suportado por rotação — o disco espesso. A partir desse período inicial, a formação do disco fino ter-se-ia iniciado a partir do gás em queda para o centro galáctico. A hipótese anterior faz parte dum modelo de aglomeração hierárquica num cenário de Λ CDM.

Também Schuster *et al.* (2006), encontraram provas da existência de diversos episódios durante a formação e evolução da Galáxia e das suas populações estelares. Os seus resultados apontaram para a ocorrência dum episódio de acreção há ≈ 5.5 *Ganos*, que diferenciou a formação das estrelas mais novas do halo. Esta hipótese aponta igualmente no sentido dum cenário de aglomeração hierárquica de Λ CDM, do qual faz parte o modelo de Abadi *et al.* (2003a, 2003b), com base no qual teriam ocorrido eventos de acreção/fusão desencadeadores de formação estelar há 8.5, 10.0, 11.5 e 13.0 *Ganos*, valores consistentes com os resultados apresentados por Schuster *et al.*, para a idade das várias componentes galácticas. Segundo os mesmos resultados, os enxames globulares mais antigos ter-se-iam formado após 0.8 a 1.0 *Ganos*, tendo a formação das estruturas a larga escala, como o halo e os enxames globulares ocorrido após a fase de reionização.

Não obstante, outros cenários subsistem como hipóteses para a formação e evolução da Galáxia. Nesse sentido, Prochaska *et al.* (2000) mostram que os padrões de abundâncias químicas do disco espesso, embora distintos dos do disco fino, são muito consistentes com as abundâncias químicas determinadas em estrelas pobres em metais do bojo, sugerindo que as duas populações

se tenham formado do mesmo reservatório de gás numa época em que estariam interligadas. Já Vallenari *et al.* (2006) afirmam que os seus dados favorecem a formação do disco espesso por aquecimento rápido do disco precursor. Fuhrmann (2004) argumenta que o disco espesso não poderá ter sido originado por um episódio de acreção/fusão inicial, pois seus resultados apontam no sentido dum disco espesso de maior massa inicial do que os valores canónicos na literatura. Nesse sentido, Fuhrmann advogou que a distribuição das abundâncias químicas desta componente se devam a um enriquecimento químico num elevado potencial gravítico, apenas dependente da taxa inicial de formação das estrelas de maior massa, num processo que teria durado 1 a 2 *Ganos*, com a posterior queda abrupta na taxa de formação estelar.

Como se pode observar, os cenários de formação e evolução da Via Láctea são ainda fonte de debate, entre os autores que advogam modelos "top-down" e o que advogam modelos "bottom-up". No entanto, a literatura parece favorecer os primeiros, com mais trabalhos a apontarem no sentido da formação da Galáxia num cenário de Λ CDM.

Capítulo 3

Redução de Dados

O estudo fotométrico de estrelas tem uma estrutura metodológica bem definida, que visa a determinação de parâmetros estelares intrínsecos. O processo inicia-se com a aquisição das imagens das estrelas a analisar (estrelas de *programa*), e das estrelas para calibração (estrelas *padrão* e de *extinção*). Posteriormente, efectua-se a redução das imagens, com o auxílio de ferramentas informáticas apropriadas, até à obtenção dos dados numéricos não calibrados, por *fotometria de abertura*. Em seguida, faz-se o processamento desses dados, aplicando as devidas correcções de extinção, desvios de cor e transformação entre sistemas e, por último, efectua-se a calibração das magnitudes, cores e índices fotométricos, para a determinação dos parâmetros estelares intrínsecos. Nesse contexto, procura-se descrever sucintamente, nas várias secções deste capítulo, a metodologia seguida no presente estudo.

3.1 Aquisição e Redução Inicial dos Dados

Como se mencionou oportunamente no capítulo 1, os dados fotométricos usados neste trabalho foram obtidos em dois períodos de observação distintos. Do primeiro período, decorrido entre 1994 e 1995, reuniu-se um conjunto de dados fotométricos já processados¹, que foram usados numa fase posterior deste estudo, para aumentar a amostra de estrelas de campo e, assim, torná-la estatisticamente mais robusta. Com o mesmo objectivo foram adicionados os dados pertinentes do estudo fotométrico de Antón (1995)². Do segundo período, decorrido entre 1997 e 2000, reuniu-se um conjunto de imagens não processadas, obtidas no âmbito do projecto YALO.

Nesse contexto, a metodologia de redução das imagens, descrita mais adiante, refere-se às imagens pertencentes ao projecto YALO. Realça-se ainda que, tendo as imagens sido obtidas entre 1997 e 2000 em observações não presenciais, desconhecem-se, actualmente, as condições de

¹ Ver nota de rodapé 6 da Introdução.

² Ver nota de rodapé 7 da Introdução.

observação específicas de cada noite. Neste contexto, a caracterização dos procedimentos de selecção das estrelas de calibração e de programa, e a descrição das noites de observação durante esse período, serão feitas de forma breve. Posteriormente, são abordados, de forma mais detalhada, os procedimentos relativos ao tratamento e redução das imagens, com recurso a ferramentas informáticas apropriadas. Também dentro desse contexto, são descritas situações problemáticas detectadas em algumas das imagens, e as soluções encontradas. Mas, antes de iniciar a descrição dos procedimentos de selecção das estrelas observadas, apresentam-se as características dos campos estelares aos quais pertencem as estrelas de campo.

3.1.1 Campos estelares localizados no PSG

Os oito campos estelares estudados por Stock *et al.* (1998), dos quais provêm as estrelas de programa usadas neste trabalho e nos vários estudos que lhe servem de base, localizam-se em torno do PSG. Cada campo constitui uma área quadrangular do céu, com $\approx 5^\circ$ de lado. A tabela 3.1 sumariza as coordenadas equatoriais (α , δ) e as coordenadas galácticas (l , b) centrais dos diversos campos, para a Época J2000.0. Como referência, indica-se que o Centro da Galáxia tem as coordenadas equatoriais: $\alpha = 17^h 45^m 37.224^s$ e $\delta = 28^\circ 56' 10.23''$ (2000.0).

Tabela 3.1: Coordenadas dos campos estelares do PSG (Época J2000.0).

Campo	α (h m s)	δ ($^\circ$ ' ")	$l_{central}$ ($^\circ$)	$b_{central}$ ($^\circ$)
1	01 02 54	−30 36	260	−86
2	00 33 33	−30 05	354	−86
3	22 34 11	−29 59	20	−60
4	03 28 56	−03 28	188	−45
5	21 32 17	−40 35	2	−48
6	21 06 23	−39 04	4	−43
7	01 11 03	−25 32	194	−85
8	01 22 36	−28 33	224	−83

Como se pode observar na tabela anterior, os campos 1, 2, 7 e 8 encontram-se em latitudes galácticas elevadas, muito próximos do PSG. Pelo contrário, os campos 3, 4, 5 e 6 situam-se em latitudes galácticas mais baixas. Pretendeu-se assim estudar a distribuição de estrelas em diferentes latitudes, para analisar a estrutura vertical do disco galáctico na direcção do PSG (Stock *et al.*, 1998). Por outro lado, os campos 3, 5 e 6 estão orientados na direcção do Centro Galáctico (CG), enquanto o campo 4 está orientado na direcção oposta (anti-CG). Representa-se na figura 3.1 a distribuição das 7161 estrelas nos oito campos estelares, em coordenadas galácticas, de acordo com a tabela 3.1. O gráfico da distribuição foi efectuado com o programa Mathematica³.

³ O Mathematica é desenvolvido e distribuído pela ‘Wolfram Research Inc.’ (WRI), EUA, desde 1988. Para mais

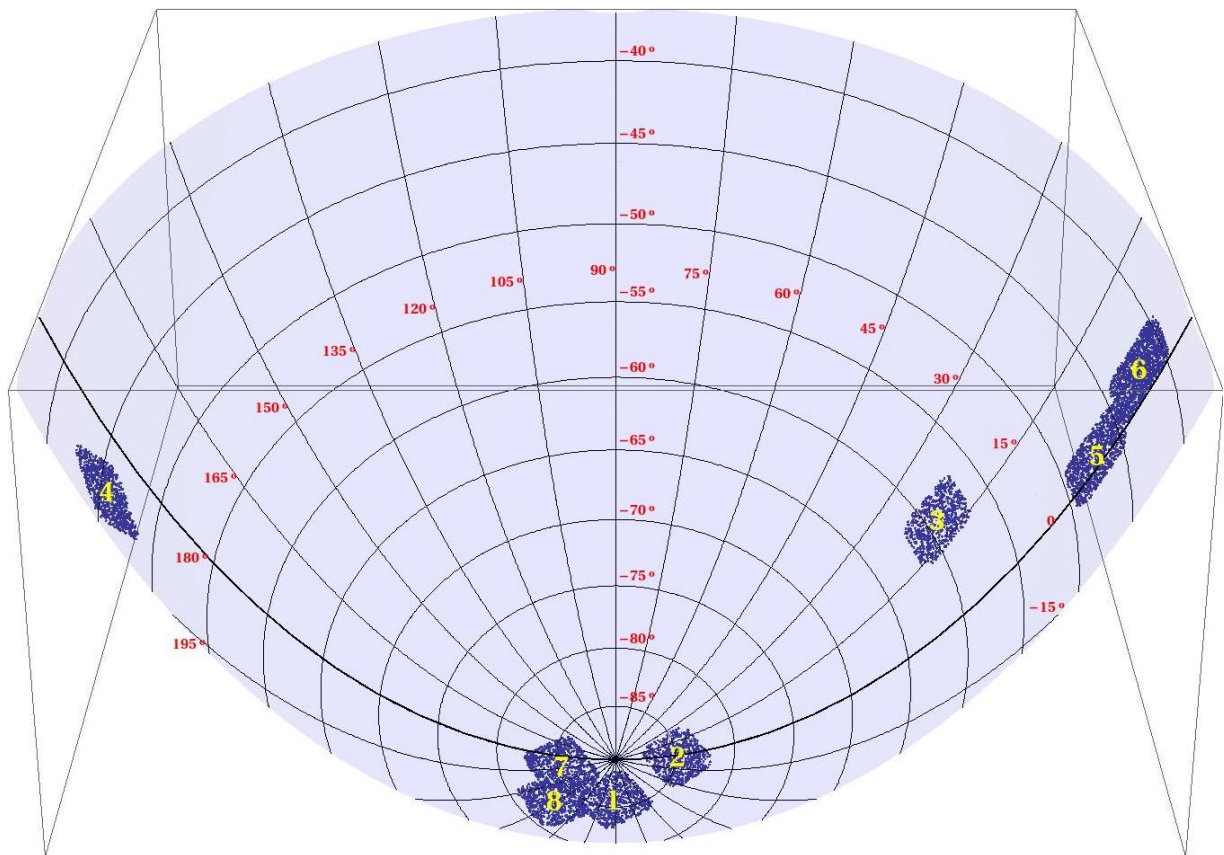


Figura 3.1: Distribuição tridimensional dos campos estelares, em torno do PSG. Simulação efectuada com o programa Mathematica 7.0.

3.1.2 Selecção de estrelas para observação

No planeamento dos períodos de observação, o primeiro passo consiste na determinação da melhor altura do ano para efectuar as observações dessas estrelas de programa, a partir da sua ascensão recta (α) e declinação (δ). O passo seguinte consiste na distribuição das mesmas pelas várias noites de observação, para que se observem, preferencialmente, perto do zénite, reduzindo assim o efeito de extinção — o fluxo luminoso atravessa uma menor *massa de ar* (“*airmass*”). Posteriormente, procede-se à selecção criteriosa das estrelas padrão e de extinção apropriadas para as diversas noites de observação, segundo os critérios apresentados em seguida.

Estrelas de extinção e estrelas padrão

A selecção das estrelas padrão e de extinção, a utilizar em noites de observação, baseia-se nos seguintes critérios: a) as estrelas de extinção devem cobrir diferentes zonas do céu, ao longo de cada noite de observação, para permitir a determinação dos coeficientes de extinção, em função da massa de ar; b) as estrelas padrão devem abranger o maior intervalo possível de magnitudes e cores, para permitir a determinação dos coeficientes de transformação; c) as estrelas padrão devem ser distribuídas ao longo da noite de observação, para permitir a determinação de possíveis dependências dos coeficientes de transformação relativamente ao instante de observação (UT).

No caso das estrelas usadas neste estudo, a aplicação desses critérios resultou na selecção de estrelas de extinção e de estrelas com cores variadas e magnitudes visuais aparentes num intervalo abrangente ($7 \lesssim V \lesssim 9$). Nesse contexto, é essencial referir que as estrelas padrão e de extinção usadas foram as mesmas, em todos os períodos de observação considerados, com o intuito de estudar a repitabilidade da fotometria.

No apêndice A, encontram-se tabeladas as estrelas padrão e de extinção utilizadas — tabelas A.1 e A.2, respectivamente —, por ordem numérica. A primeira coluna indica o número atribuído a cada estrela durante a observação. A segunda coluna indica o seu número de identificação no catálogo Henry Draper (HD). A terceira e quarta colunas indicam, respectivamente, a ascensão recta (α) e declinação (δ) dessas estrelas, para a Época J2000.0. A quinta e sexta colunas indicam as suas coordenadas galácticas, a longitude (l) e a latitude (b), respectivamente. Da sétima coluna em diante, encontram-se os valores das magnitudes e índices fotométricos $uvby\beta$ intrínsecos para essas estrelas.

Estrelas de programa

Como foi referido na Introdução, as estrelas de programa, foram seleccionadas a partir de levantamentos espectroscópicos, efectuados aos oito campos em torno do PSG. Os levantamentos foram realizados por James A. Rose, Jürgen Stock e Rui Agostinho (Rose & Agostinho, 1991; Agostinho, 1992; Stock *et al.*, 1998) através de chapas fotográficas com prisma objectivo e filtro de interferência. Nesse sentido, a selecção das estrelas para estudo fotométrico, baseou-se nos dados espectrais obtidos. No período de 1994 a 1995 foram observadas estrelas dos campos 1, 2, 3 e 4⁴. No período de 1997 a 2000 (projecto YALO), foram escolhidas estrelas dos campos 1, 2, 6, 7 e 8. Em ambos os períodos, foram escolhidas estrelas com os tipos espectrais F e G, de acordo com o respectivo índice espectroscópico $[H\delta/FeI]$ (Rose, 1984). O conjunto é constituído por estrelas com magnitude visual no intervalo $8 \leq V \leq 13$.

No apêndice B encontram-se listadas as estrelas de programa, ordenadas por número. A tabela B.1 contém os parâmetros intrínsecos das estrelas. A primeira coluna indica o número atribuído a cada estrela neste estudo. Da segunda à sexta coluna, encontram-se tabelados os índices fotométricos intrínsecos para essas estrelas, conforme foram determinados no presente estudo. A sétima e oitava colunas indicam, respectivamente, os valores dos índices δc_0 e δm_0 . A nona coluna indica a magnitude visual absoluta (M_v) das estrelas. A décima e décima primeira colunas indicam, respectivamente a distância ao Sol (d) e a altura ao PG (z) da estrela. A décima segunda coluna indica o índice de metalicidade ($[Fe/H]$).

3.1.3 Observações entre 1994 e 1995

Como se referiu oportunamente, os dados fotométricos usados no presente trabalho foram obtidos em dois períodos de observação distintos. O primeiro período decorreu entre 1994 e 1995, tendo as observações ocorrido no CTIO. Para referência, a tabela 3.2 sumariza as informações de carácter geográfico pertinentes ao CTIO.

Tabela 3.2: Dados geográficos do CTIO.

Observatório	Latitude ($^{\circ}$ ' ")	Longitude ($^{\circ}$ ' ")	Altitude (m)
CTIO	−30 09 54	−70 48 54	2215

Em 1994, as observações fizeram-se entre os dias 31 de Agosto e 9 de Setembro (noites numeradas de 1 a 10). Dos *logbooks* das observações soube-se que nas noites 1 e 3 não houve observações, devido às condições atmosféricas, nomeadamente a existência de nuvens e níveis muito

⁴ Ver subsecção 3.1.1 para referências sobre as coordenadas dos campos.

elevados de humidade. As condições atmosféricas também afectaram o início das noites 2 e 8 e o final das noites 9 e 10. Em 1995, as observações ocorreram entre os dias 14 de Agosto e 4 de Setembro (noites numeradas de 1 a 22). Dos *logbooks* das observações soube-se que nas noites 14 e 15 não houve observações, devido às condições atmosféricas, nomeadamente a existência de nuvens e ventos fortes. As observações a meio das noites 6, 7, e no final das noites 8, 9, 10 e 22 também foram afectadas pelas mesmas condições atmosféricas. Durante as observações em ambos os anos, verificaram-se ainda alguns problemas técnicos com os equipamentos utilizados.

3.1.4 Observações entre 1997 e 2000

O segundo período de observações decorreu entre 1997 e 2000, também no CTIO, no âmbito do projecto YALO. O primeiro conjunto de observações decorreu entre os dias 1 e 18 de Setembro de 1997 (noites numeradas de 1 a 18). O segundo conjunto de observações decorreu entre 25 de Setembro e 15 de Novembro de 1998 (noites numeradas de 1 a 51). A terceira e última época de observações decorreu entre os dias 9 e 21 de Novembro de 2000 (noites numeradas de 1 a 12). Em 1999 não houve observações fotométricas, no âmbito do presente projecto.

Relativamente às condições atmosféricas nas diferentes noites, embora não sejam conhecidas, o acesso aos *logbooks* das observações permitiu averiguar a existência de algumas questões de ordem técnica, incluindo problemas de *tracking* e noites sem observações fotométricas (num total de 35), nas diferentes épocas de observação, inviabilizando a criação duma lista mais extensa de estrelas para estudo fotométrico, no período de 1997 a 2000. Nesse âmbito, do conjunto inicial de 81 noites ($18 + 51 + 12$), apenas se efectuaram observações fotométricas em 46 delas ($81 - 35$).

3.1.5 O projecto YALO (1997 a 2001)

Não obstante a breve descrição do projecto YALO feita na Introdução, considera-se pertinente abordar mais detalhadamente a sua génese e os seus propósitos. Em meados de 1996, a utilização do telescópio de 1.00 m do CTIO, a encargo da Universidade de Yale, ficou comprometida, pois o CTIO concentrou os esforços na construção e activação de grandes telescópios de nova geração, preterindo os pequenos telescópios. Dada a grande utilidade desse telescópio na execução de projectos científicos que envolviam, nomeadamente, levantamentos de larga escala no céu e/ou de longa duração, o Departamento de Astronomia da Universidade de Yale procurou a colaboração de instituições privadas, para amenizar os custos de manutenção, desenvolvimento e funcionamento do aparelho.

Nesse sentido, dada a utilização frequente desse telescópio e a colaboração científica existente

entre Rui Agostinho, do antigo GRAAL⁵ (actual CAAUL⁶) e o Departamento de Astronomia da Universidade de Yale, o GRAAL foi contactado para se associar à utilização e manutenção do referido aparelho. A esta iniciativa, juntaram-se ainda o grupo do Prof. Doutor Darren DePoy, do Departamento de Astronomia da Universidade do Estado de Ohio (EUA), e o CTIO (AURA), que teve interesse em ficar com uma pequena percentagem do tempo de observação, devido às excelentes características de imagem do telescópio, tanto no visível como no infravermelho. Para garantir a sua participação no projecto, o GRAAL obteve financiamento da antiga JNICT⁷, e da Fundação Calouste Gulbenkian.

O projecto, que foi então designado de YALO, permaneceu activo por um período de quatro anos, com início em Março de 1997 e término em Abril de 2001. Para a formalização do projecto, foi assinado um acordo de colaboração entre as partes envolvidas, especificando o tempo total de telescópio por ano, para cada instituição (após subtraídas as 36,5 noites a que a Universidade do Chile tinha direito, por acordo prévio), além das respectivas obrigações. No âmbito desse acordo, a Universidade de Yale, a Universidade do Estado de Ohio e o GRAAL ficaram, cada um, com 30% do tempo total de observação. A AURA (CTIO) ficou com 10% do tempo total de observação. Foram contratados dois astrónomos chilenos, para fazerem as observações dessas instituições.

No primeiro ano do projecto, estabeleceu-se que o telescópio não seria usado para observações, ficando a aguardar revisões mecânicas, a instalação dum sistema de controlo novo, e a construção duma câmara nova, com detectores de alta qualidade. Assim, as observações no telescópio de 1.00 m só se iniciaram em Abril de 1998, tendo sido necessário testar o telescópio modificado e as novas câmaras detectoras. Esse período de testes demorou cerca de dois meses. Só posteriormente começaram as observações dos projectos científicos. Durante o ano de 1997, para colmatar a falta de tempo de observação da participação portuguesa, a Universidade de Yale cedeu 20 noites de observação reservadas no telescópio de 0.90 m do CTIO. Para referência, as figuras 3.2 e 3.3 mostram, respectivamente, o local do CTIO, com parte do aglomerado de cúpulas existente em 1998, e o telescópio de 1.00 m, da Universidade de Yale, o mais utilizado durante o YALO.

3.1.6 Equipamentos usados nos vários períodos de observação

Apesar das observações dos diferentes períodos de observação se terem realizado todas no CTIO, os equipamentos utilizados nesses períodos foram distintos. No período decorrido entre 1994 e 1995 foi utilizado o mesmo telescópio de Yale, com espelho primário de 1.00 m, $f/10$ (Ritchey-Chrétien). Durante o ano de 1994 e até 25 de Agosto de 1995, o telescópio esteve equipado com

⁵ ‘GRupo de Investigação em Astronomia e Astrofísica da Universidade de Lisboa’

⁶ ‘Centro de Astronomia e Astrofísica da Universidade de Lisboa’.

⁷ ‘Junta Nacional de Investigação Científica e Tecnológica’.



Figura 3.2: Local do CTIO, em 1998. A cúpula da esquerda alberga o telescópio de 1.00 m (figura da direita). A pequena cúpula da direita, alberga o telescópio de 0.90 m. A grande cúpula, ao fundo, contém o telescópio de 4.00 m. Fonte: http://www.oal.ul.pt/oobservatorio/vol4/n3/vol4n3_6.html.

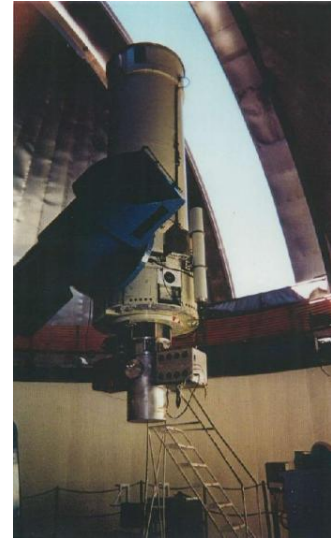


Figura 3.3: Telescópio de 1.00 m, da Universidade de Yale, equipado com a ANDICAM. Fonte: <http://www.astro.yale.edu/smarts/smarts1.0m.html>.

um detector fotomultiplicador Hamamatsu (Cold Box #50), sujeito a uma tensão de 1600 V, com um tempo morto de $35 \mu s$ e uma taxa máxima de $2 \times 10^5 \text{ contagens} \cdot s^{-1}$.

A partir de 26 de Agosto de 1995, usou-se um detector fotomultiplicador RCA 31034 (Cold Box #53X KPNO), com características de tensão aplicada, tempo morto e taxa máxima de contagens idênticas ao anterior. Ambos os detectores estavam equipados com uma roda de filtros u , v , b , y , βn e βw . A abertura do diafragma do telescópio variava consoante o filtro aplicado. A tabela 3.3 sumariza as aberturas usadas para os diferentes filtros.

Tabela 3.3: Aberturas do diafragma do telescópio de 1.00 m, nos filtros u , v , b , y , βn e βw , para os fotomultiplicadores usados nas observações de 1994 e 1995.

Filtro	Diâmetro (mm)	Escala ($''/mm$)
u	2.0	39.0
v	1.4	27.3
b	1.0	19.5
y	0.7	13.7
βn	4.0	78.0
βw	2.8	54.6

No período do projecto YALO utilizaram-se dois telescópios diferentes. No ano de 1997, foi utilizado, em alternativa, o telescópio do CTIO, com espelho primário de 0.90 m, $f/13.5$ (Cassegrain), equipado com um detector óptico CCD Tek2K3 quadri-amplificado, com 2048x2046 píxeis de $24 \mu m$ (excluindo a região de *overscan*) e tempos de leitura de 25 s, 32 s, 39 s e 53 s, respectiva-

mente para os amplificadores 1, 2, 3 e 4. A escala de imagem (“*plate scale*”) era de $0.396''/\text{píxel}$. Nas imagens fotométricas, usou-se um *binning* de 2×2 , reduzindo assim a área efectiva do CCD para 1024×1023 píxeis, e obtendo-se uma escala de imagem final de $0.792''/\text{píxel}$ (correspondendo a um píxel de $48 \mu m$). O telescópio possuía duas rodas com capacidade para oito filtros, cada uma, estando equipadas com os filtros, B , V , R , I , u , v , b , y , βn e βw . O campo de visão era de $13.5'$, em todos os filtros.

Nos anos subsequentes, de 1998 a 2000, foi novamente utilizado o telescópio de Yale de $1.00 m$, agora equipado com a ANDICAM⁸. Esta câmara foi concebida pelo Departamento de Astronomia da Universidade do Estado de Ohio, com uma longa tradição na construção de detectores e câmaras de infravermelho, como por exemplo as câmaras OSIRIS e MOSAIC. A ANDICAM tinha a particularidade de ter um divisor de feixe (“*dichroic beamsplitter*”) associado a duas rodas de filtros e dois detectores, permitindo obter feixes separados no visível e no infravermelho (IV). Para referência, as figuras 3.4 e 3.5 representam, respectivamente, uma imagem interna da ANDICAM e um esquema tridimensional do seu percurso óptico.

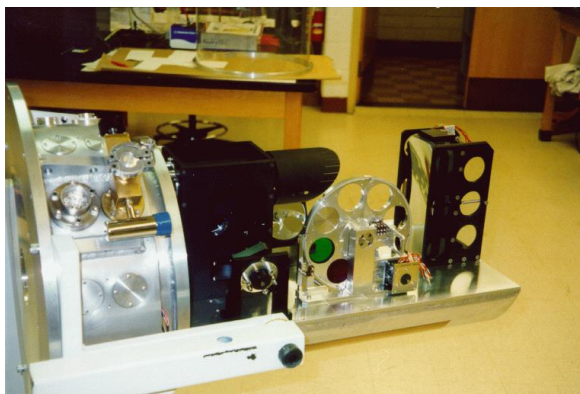


Figura 3.4: Imagem do interior da ANDICAM. Fonte: <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~depoy/research/instrumentation/andicam/andpic1.gif>.

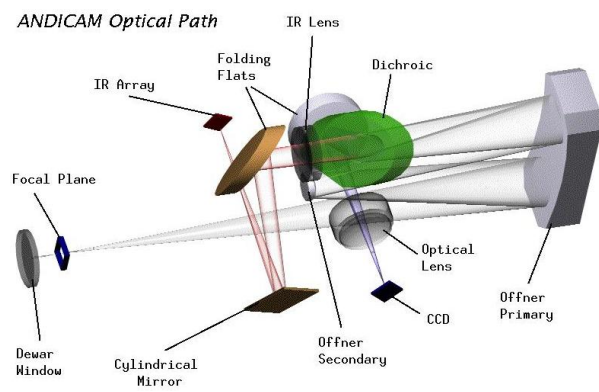


Figura 3.5: Esquema tridimensional do percurso óptico da ANDICAM. Fonte: <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~depoy/research/instrumentation/andicam/andicam3d.gif>.

Para o visível, a câmara tinha um detector óptico CCD LLICK3 bi-amplificado, com 2048×2048 píxeis de $15 \mu m$ (excluindo a região de *overscan*) e um tempo de leitura de $20 s$, por amplificador. A roda de filtros ópticos estava equipada com os filtros, B , V , R , I , u , v , b , y , βn e βw . Para o IV, a câmara possuía um detector HAWAII de HgCdTe quadri-amplificado, com 1024×1024 píxeis de $27 \mu m$ (excluindo a região de *overscan*) e um tempo de leitura de $2.6 s$, por amplificador. A roda de filtros IV estava equipada com os filtros, J , H , $H2$, K , $K short$, $K band$ e CO, e uma posição livre. A escala de imagem era de $0.3''/\text{píxel}$, no visível e no IV, garantindo que 80% da figura de difracção na banda V estava contida num píxel e que, na banda H, as imagens estavam

⁸ ‘A Novel Double-Imaging CAMera’

apenas limitadas por difracção. Nas imagens fotométricas, usou-se um *binning* de 2x2, reduzindo a área efectiva do CCD para 1024x1024 píxeis, e obtendo uma escala de imagem final de $0.6''/\text{píxel}$ (correspondendo a um píxel de $30\ \mu\text{m}$).

A eficiência quântica do detector óptico LLICK3 (ilustrada na figura 3.6) atingia valores elevados ($> 85\%$) para comprimentos-de-onda entre os 4500 e os 7000 Å (região do visível), que abrange os filtros b , y , βn e βw ⁹. Na região do filtro u , a eficiência quântica ronda os 57%, e na região do filtro v a eficiência ronda os 76%.

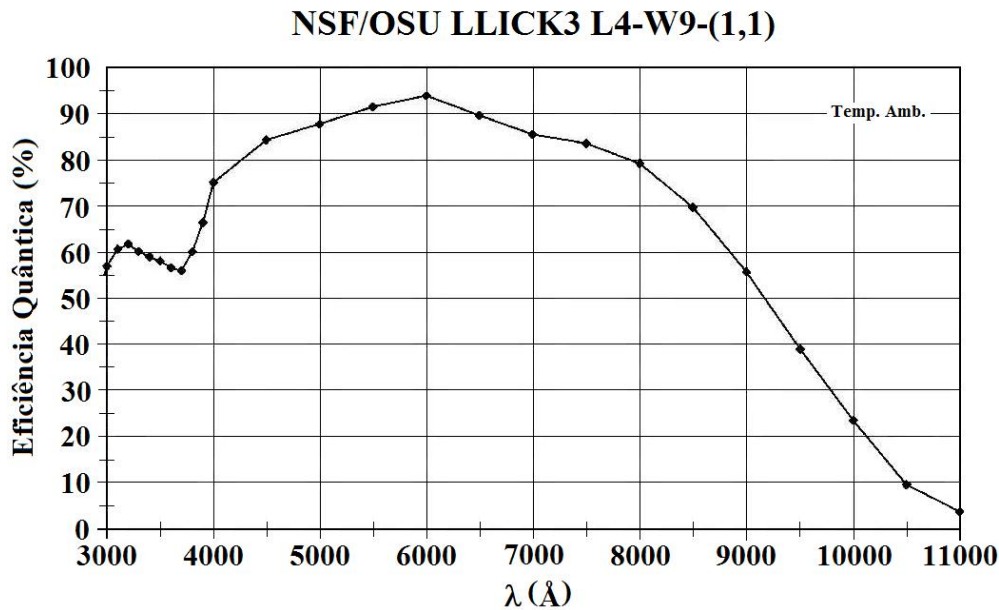


Figura 3.6: Gráfico de eficiência quântica do detector LLICK3 (ANDICAM), do telescópio de 1.00 m do CTIO. Fonte: <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~depay/research/instrumentation/andicam/qe.jpg>.

O telescópio possuía ainda extractores de ar, para criar um fluxo laminar de ar no seu interior, reduzindo assim a turbulência dentro do tubo e perto do espelho primário. Com as suas capacidades ópticas, era possível obter imagens com uma resolução de $0.8''$ a $0.5''$, no visível, e de $0.3''$, no IV, em noites de boas condições atmosféricas. O campo de visão era de cerca de $10'$, em todos os filtros do IV e nos filtros ópticos B , V , R , I e u , e de aproximadamente $6'$ nos restantes filtros de Strömgren. Como desempenho típico, numa noite com um *seeing* de $1''$, o conjunto ‘telescópio + detector + atmosfera’ permitia uma eficiência óptica de 20% no filtro U e de 35% nos restantes filtros ópticos e IV. Deste modo, garantia-se uma fotometria ao nível de 1%, com um tempo de exposição de 1 min, para estrelas de magnitude $R = 18\text{ mag}$ e $H = 15.5\text{ mag}$, ou com índice de cor $V - H = 3.4\text{ mag}$ (estrela M1 gigante). PA tabela 3.4 sumariza os parâmetros essenciais dos detectores CCD dos vários períodos. Os parâmetros do ganho e do ruído de leitura são indicados por amplificador ($A.n$, onde n é o número do amplificador).

⁹ Ver detalhes sobre as curvas de transmissão dos filtros u , v , b , y , βn e βw na subsecção 3.2.1.

Tabela 3.4: Parâmetros essenciais dos detectores CCD usados nos diferentes períodos de observação.

Ano	Detector CCD	Plate scale (" / píxel)	Binning	Ganho (e^-/ADU)				Ruído de leitura (e^-)			
				A.1	A.2	A.3	A.4	A.1	A.2	A.3	A.4
1997	Tek2K3	0.396	2x2	3.3	3.2	3.2	3.2	4.1	4.1	3.9	3.9
1998	LLICK3	0.300	2x2	4.0	4.0	—	—	12.0	12.0	—	—
2000	LLICK3	0.300	2x2	3.6	3.6	—	—	11.0	11.0	—	—

3.1.7 Leitura dos dados a partir de cassetes DAT

Dado que as observações de 1994 e 1995 já se encontravam reduzidas à data da realização deste trabalho, só foi necessário efectuar a redução de dados para as noites do projecto YALO (1997, 1998 e 2000). Nesse contexto, o acesso às imagens e restantes dados das noites com observações fez-se através da leitura de cassetes DAT, que continham toda a informação em formato comprimido. Após a descompressão dos dados para ambiente UNIX, fez-se uma verificação *ad hoc* do estado das imagens e restantes informações.

Essa verificação revelou um conjunto de noites em que não ocorreu observação de estrelas, contendo somente imagens de *bias* e *flatfields*, e ainda a existência duma noite cujos dados se encontravam danificados de origem na cassette DAT. Desse modo, das 46 noites com observações, apenas 38 revelaram conter dados válidos para este trabalho. A tabela 3.5 resume esse conjunto de noites, de acordo com os diferentes períodos de observações. Para referência sumária das noites de observação dos anos de 1994 e 1995, com dados válidos, as mesmas foram incluídas na tabela.

Tabela 3.5: Noites de observação com dados válidos.

Ano	Mês	Números das noites
1994	Setembro	2 a 8
1995	Agosto	1 a 13, 16 a 18
1995	Setembro	19 a 22
1997	Setembro	11 a 13, 15 e 16
1998	Setembro	3 a 6
1998	Outubro	7 a 9, 12, 15, 16, 19 a 28, 30, 32, 36, 37
1998	Novembro	42, 44 a 47
2000	Novembro	6, 7, 9 e 12

3.1.8 Redução das imagens utilizando o IRAF e o DS9

Após a leitura e verificação dos dados originais, o primeiro passo no processo de redução das imagens consistiu na organização das mesmas por filtros, em cada noite, obtendo-se assim um conjunto de ficheiros de imagem de estrelas padrão, de extinção e de programa para cada um dos

seis filtros fotométricos. A cada um destes conjuntos foram então atribuídas as respectivas imagens de *bias* e *flatfields*. Como os ficheiros de imagem estão no formato FITS¹⁰, utilizaram-se ferramentas informáticas capazes de manipular esse formato, para a obtenção de dados fotométricos. Neste caso, usou-se o programa IRAF¹¹, versão 2.14.1, com o interface gráfico X11IRAF, versão 1.3.1, para o processamento e manipulação das imagens no formato FITS, e o programa de visualização de imagens astronómicas SAOImage DS9¹², versão 5.6, para a observação das imagens processadas. Com o auxílio dessas ferramentas informáticas, procedeu-se então à redução das imagens originais.

Para ilustrar o aspecto dessas imagens, antes do processo de redução, apresentam-se as figuras 3.7 a 3.14. Nesse sentido, as figuras 3.7 e 3.8 representam as imagens originais nos filtros *b* e *y*, respectivamente, da estrela de programa 157 do campo 1, na noite 5 de 1998. As figuras 3.9 e 3.10 representam as imagens nos mesmos filtros da estrela padrão 20, para a mesma noite. Para comparação, representam-se nas figuras 3.11 e 3.12 as imagens da estrela de programa 676 do campo 8, também nos filtros *b* e *y*, na noite 9 de 2000. Por fim, as figuras 3.13 e 3.14 representam as imagens nos mesmos filtros da estrela padrão 16, para a mesma noite. Deste conjunto de figuras, é claramente notória a diferença na configuração dos amplificadores da ANDICAM, entre os anos de 1998 e 2000. Por essa razão, teve-se especial atenção durante o *trimming* das imagens.

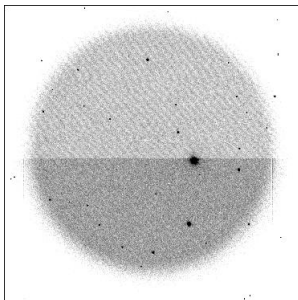


Figura 3.7: Imagem original da estrela 157 do campo 1, no filtro *b* – noite 5 de 1998 (cor invertida).

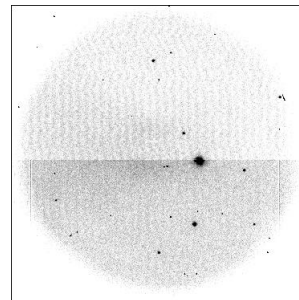


Figura 3.8: Imagem original da estrela 157 do campo 1, no filtro *y* – noite 5 de 1998 (cor invertida).

3.1.9 Processamento das imagens originais

Para as primeiras etapas do processo, utilizou-se a rotina ‘*ccdproc*’ do IRAF. A primeira etapa, consistiu na remoção da região de *overscan* das imagens das estrelas e dos *flatfields* (as imagens de *bias* não continham região de *overscan*), para cada filtro de cada noite. A segunda

¹⁰ “Flexible Image Transport System”

¹¹ O IRAF (“Image Reduction and Analysis Facility”) e o X11IRAF são desenvolvidos e distribuídos pela ‘National Optical Astronomy Observatories’ (NOAO), que é dirigida pela AURA, sob o acordo cooperativo da ‘National Science Foundation’ (NSF), E.U.A. Os pacotes de instalação destas aplicações estão disponíveis em: <http://iraf.noao.edu/>.

¹² O SAOImage DS9 foi desenvolvido por Joyce & Mandel (2003) e é distribuído pelo Smithsonian Astrophysical Observatory (SAO). Os pacotes de instalação desta aplicação estão disponíveis em: <http://hea-www.harvard.edu/RD/ds9/>.

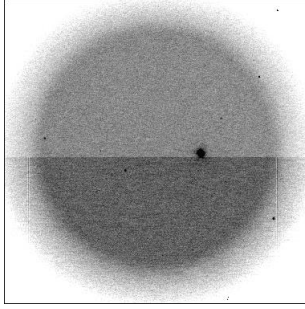


Figura 3.9: Imagem original da estrela padrão 20, no filtro b – noite 5 de 1998 (cor invertida).

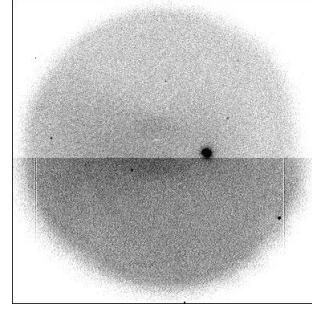


Figura 3.10: Imagem original da estrela padrão 20, no filtro y – noite 5 de 1998 (cor invertida).

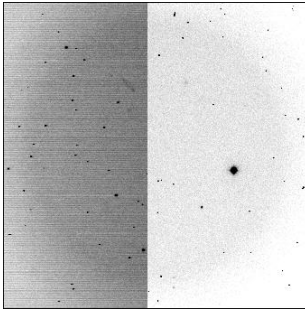


Figura 3.11: Imagem original da estrela 676 do campo 8, no filtro b – noite 9 de 2000 (cor invertida).

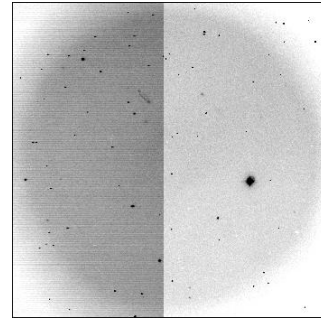


Figura 3.12: Imagem original da estrela 676 do campo 8, no filtro y – noite 9 de 2000 (cor invertida).

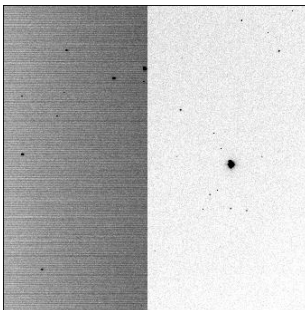


Figura 3.13: Imagem original da estrela padrão 16, no filtro b – noite 9 de 2000 (cor invertida).

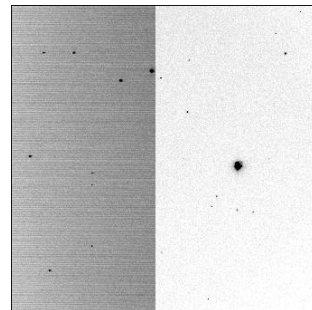


Figura 3.14: Imagem original da estrela padrão 16, no filtro y – noite 9 de 2000 (cor invertida).

etapa consistiu na remoção do ruído de fundo das imagens das estrelas e dos *flatfields*, aplicando-lhes a imagem de *bias* (que representa o “ruído” intrínseco ao equipamento de observação) da respectiva noite. Como referência, as figuras 3.15 a 3.17 representam, respectivamente, as imagens de *bias* e de *flatfields*, nos filtros *b* e *y*, para a noite 5 de 1998. Para comparação, representam-se nas figuras 3.18 a 3.20, respectivamente, as imagens de *bias* e de *flatfields*, nos filtros *b* e *y*, da noite 9 de 2000. A visualização das imagens de *bias* das diversas noites, no DS9, permitiu concluir que o nível médio de ruído rondava a centena de contagens.

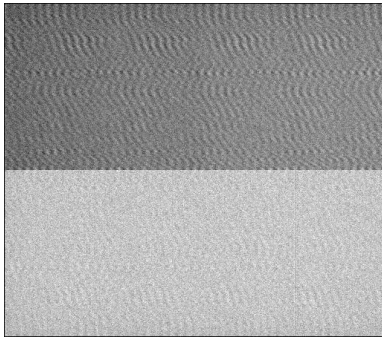


Figura 3.15: Imagem de *bias* — noite 5 de 1998 (cor invertida).

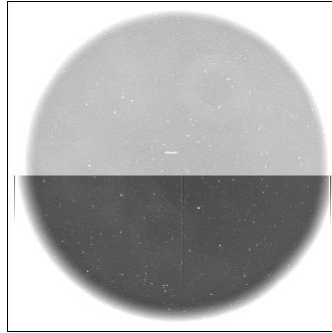


Figura 3.16: Imagem de *flatfield*, no filtro *b* — noite 5 de 1998 (cor invertida).

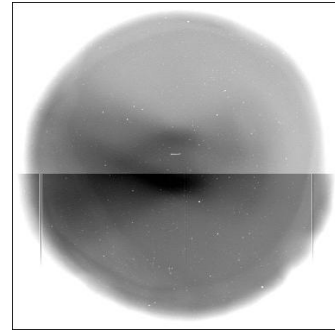


Figura 3.17: Imagem de *flatfield*, no filtro *y* — noite 5 de 1998 (cor invertida).



Figura 3.18: Imagem de *bias* — noite 9 de 2000 (cor invertida).

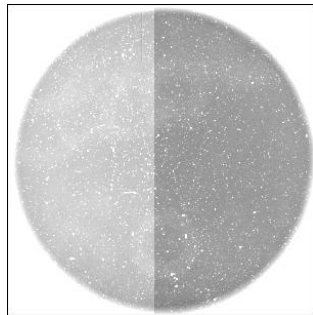


Figura 3.19: Imagem de *flatfield*, no filtro *b* — noite 9 de 2000 (cor invertida).

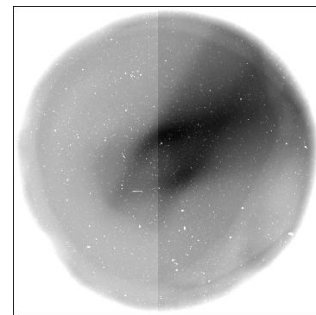


Figura 3.20: Imagem de *flatfield*, no filtro *y* — noite 9 de 2000 (cor invertida).

Terminada essa etapa, as imagens das estrelas e dos *flatfields* encontravam-se corrigidas do ruído de fundo e, grosseiramente, das diferenças entre os ganhos e ruídos de leitura dos diferentes amplificadores associados ao CCD. A terceira etapa consistiu na normalização dos níveis de contagens por píxel e na suavização da transição entre amplificadores, através da aplicação da imagem de *flatfield* do respectivo filtro. A quarta etapa consistiu na redução da imagem para a região em torno da estrela observada (*trimming*), tendo-se o cuidado de verificar a posição da estrela na imagem. Após esta etapa, verificaram-se visualmente as imagens processadas, para avaliar os níveis de ruído remanescentes e possíveis problemas. Relativamente aos níveis de ruído, por um lado, verificou-se que estes diminuíram uma a duas ordens de grandeza, em geral, situando-se entre

a unidade e a dezena de contagens. Por outro lado, tanto a flutuação de contagens de fundo entre píxeis adjacentes, como a transição entre amplificadores, normalizaram consideravelmente após a aplicação dos *flatfields*, como era esperado.

As figuras 3.21 a 3.28 ilustram o aspecto das imagens tratadas. Nesse sentido, as figuras 3.21 e 3.22 representam as imagens tratadas nos filtros *b* e *y*, respectivamente, da estrela de programa 157 do campo 1, na noite 5 de 1998. As figuras 3.23 e 3.24 representam as imagens nos mesmos filtros da estrela padrão 20, para a mesma noite. Para comparação, representam-se nas figuras 3.25 e 3.26 as imagens da estrela de programa 676 do campo 8, também nos filtros *b* e *y*, na noite 09 de 2000. Por fim, as figuras 3.27 e 3.28 representam as imagens nos mesmos filtros da estrela padrão 16, para a mesma noite. Deste conjunto de figuras, é claramente notória a melhoria na qualidade das imagens finais, após o tratamento descrito, incluindo a redução das diferenças de luminosidade nos amplificadores. Além disso, o facto das imagens apresentarem poucas estrelas em campo, ou mesmo só uma (“uncrowded fields”), facilitou um pouco o processo de determinação das coordenadas e de aplicação da fotometria de abertura, como se descreverá adiante.

Relativamente a problemas nas imagens, de facto algumas delas apresentaram questões, mas nenhuma associada ao processo de redução das imagens propriamente dito. As situações encontradas dividem-se em duas categorias. A primeira categoria engloba os problemas associados a falhas no *tracking*, durante as observações, produzindo imagens arrastadas, ou recentradas. A segunda categoria engloba a detecção de sistemas binários nalgumas estrelas padrão e de programa, que não tinham sido anteriormente classificadas como tal. Outra situação, não contemplada nas anteriores categorias, e para a qual não houve explicação aparente, foi a observação dum “anel” num dos lados das estrelas mais luminosas, em todas as imagens do filtro *y* dos anos de 1998 e 2000. Dada a relativa importância destas questões, as mesmas são abordadas, com algum detalhe, em subsecções posteriores. De momento, é suficiente referir que essas situações foram resolvidas e a grande maioria das imagens foi aproveitada.

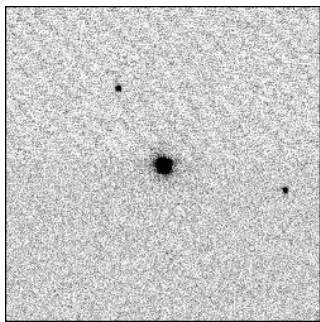


Figura 3.21: Imagem final da estrela 157 do campo 1, no filtro *b* – noite 5 de 1998 (cor invertida).

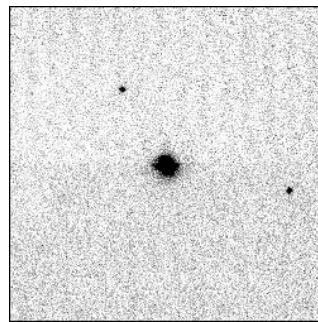


Figura 3.22: Imagem final da estrela 157 do campo 1, no filtro *y* – noite 5 de 1998 (cor invertida).

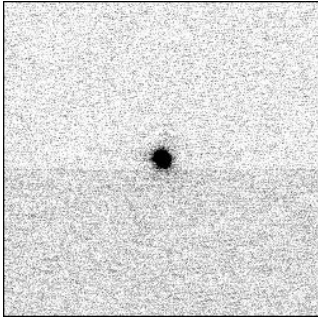


Figura 3.23: Imagem final da estrela padrão 20, no filtro b – noite 5 de 1998 (cor invertida).

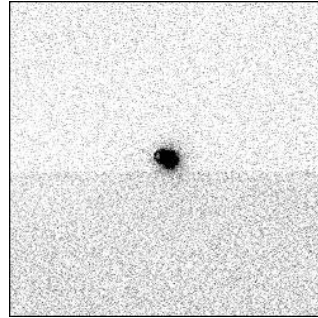


Figura 3.24: Imagem final da estrela padrão 20, no filtro y – noite 5 de 1998 (cor invertida).

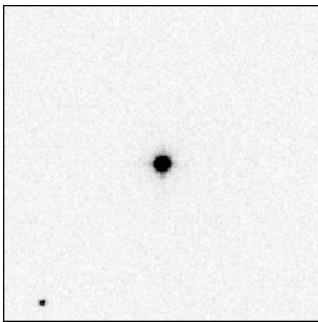


Figura 3.25: Imagem final da estrela 676 do campo 8, no filtro b – noite 9 de 2000 (cor invertida).

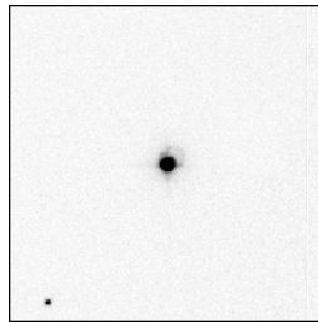


Figura 3.26: Imagem final da estrela 676 do campo 8, no filtro y – noite 9 de 2000 (cor invertida).

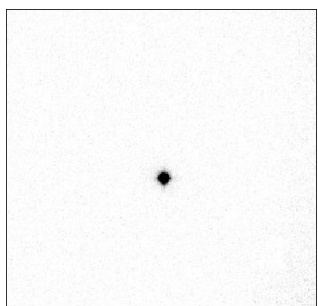


Figura 3.27: Imagem final da estrela padrão 16, no filtro b – noite 9 de 2000 (cor invertida).

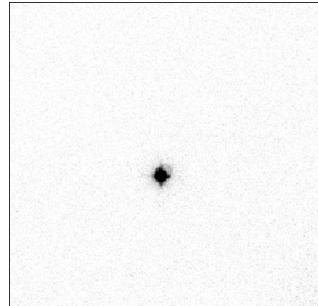


Figura 3.28: Imagem final da estrela padrão 16, no filtro y – noite 9 de 2000 (cor invertida).

3.1.10 Determinação de coordenadas das estrelas nas imagens

Após o processo de tratamento gráfico das imagens, a etapa seguinte consistiu na determinação das coordenadas centrais (em píxeis) das estrelas, relativamente aos eixos horizontal (X) e vertical (Y) das imagens. Para tal, recorreu-se à rotina ‘*daofind*’ do IRAF, que detecta automaticamente a PSF¹³ de estrelas presentes em imagens FITS e retorna um ficheiro com as coordenadas do pico de contagens dessas estrelas. A tabela 3.6 sumariza os parâmetros mais importantes usados durante a execução da rotina ‘*daofind*’, em todas as imagens.

Não obstante a sua utilidade, sendo uma ferramenta muito sensível aos valores aceites como contagens mínimas e máximas, a rotina ‘*daofind*’ registou frequentemente entradas inválidas nos ficheiros de coordenadas, juntamente com o conjunto de coordenadas correcto. Como tal, foi necessário rever essas coordenadas, em cada ficheiro. Numa primeira fase, os ficheiros foram verificados e corrigidos manualmente, usando como base as posições dos píxeis centrais das estrelas nas imagens visualizadas no DS9. A seguir, conferiram-se as coordenadas restantes.

Tabela 3.6: Parâmetros da rotina ‘*daofind*’, determinados por ‘*photpars*’ e ‘*findpars*’.

Parâmetro	Valor	Unidade	Descrição
Scale	(na tabela 3.4)	"/píxel	Escala de imagem
FWHMPSF	3.6	píxeis	FWHM da PSF típica
Sigma	1.5	contagens	Desvio padrão (DP) do fundo
Datamin	300.0	contagens	Valor mínimo para detecção
Datamax	70000.0	contagens	Valor máximo para detecção
Noise	poisson	—	Modelo de ruído
Threshold	4.0	—	Limite em DP para detecção

Para auxiliar o processo, elaborou-se um programa que calculava e exibia as diferenças entre as coordenadas duma estrela, em cada eixo, para os vários filtros - por exemplo: $[(X_b - X_y), (Y_b - Y_y)]$, $[(X_{\beta w} - X_{\beta n}), (Y_{\beta w} - Y_{\beta n})]$, $[(X_u - X_v), (Y_u - Y_v)]$. Considerando que a posição da estrela se mantinha relativamente inalterada de filtro para filtro, na grande maioria das imagens, esta ferramenta permitiu acelerar todo o processo, garantindo, ao mesmo tempo, que todos os erros eram corrigidos. Para tal, assumiu-se que uma variação de posição, em módulo, superior a 30 píxeis em qualquer um dos eixos, poderia significar um erro na verificação anterior das coordenadas. O valor de 30 píxeis foi escolhido pelo facto de que, como se verá mais adiante, nenhuma das imagens apresentava duas estrelas em campo mais próximas do que essa distância¹⁴.

Este procedimento foi particularmente útil em imagens com mais de uma estrela, nas quais,

¹³ “*Point Spread Function*”.

¹⁴ Excluem-se aqui as estrelas binárias, que apresentavam distâncias típicas de 5 a 6 píxeis, entre as componentes primária e secundária. No entanto, para esses casos considerou tratar-se duma única estrela.

por vezes, persistiram erros da etapa inicial de verificação das coordenadas, por lapso. Nas poucas imagens em que as posições das estrelas apresentavam variações apreciáveis de filtro para filtro (≥ 15 píxeis), verificaram-se as suas coordenadas caso a caso, novamente através da visualização das respectivas imagens no DS9. Para referência, representam-se nas figuras 3.29 e 3.30 as imagens ampliadas da estrela de programa 1103 do campo 8 com outras duas estrelas, nos filtros b e y , observadas na noite 12 de 2000. As estrelas foram numeradas, correspondendo o número 1 à estrela 1103 e os números 2 e 3 a estrelas que não são de programa.

A tabela 3.7 sumariza as coordenadas centrais dessas estrelas nos filtros b e y (determinadas a partir das respectivas imagens finais), bem como a sua diferença. Note-se a pequena variação de posição, entre os dois filtros, de qualquer das estrelas, como referido anteriormente. Após todas as etapas de verificação dos ficheiros de coordenadas, fez-se uma avaliação visual das imagens para procurar possíveis problemas e efeitos ópticos não previstos. Nas subsecções seguintes, expõem-se os problemas encontrados nalgumas imagens, e as respectivas soluções.

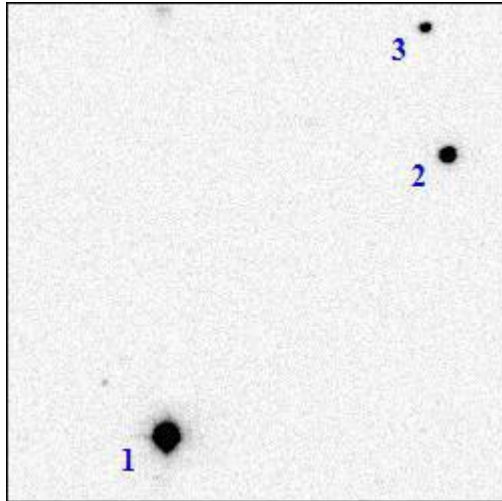


Figura 3.29: Imagem da estrela 1103 (1) do campo 8 com outras estrelas (2 e 3), no filtro b – noite 12 de 2000 (cor invertida).

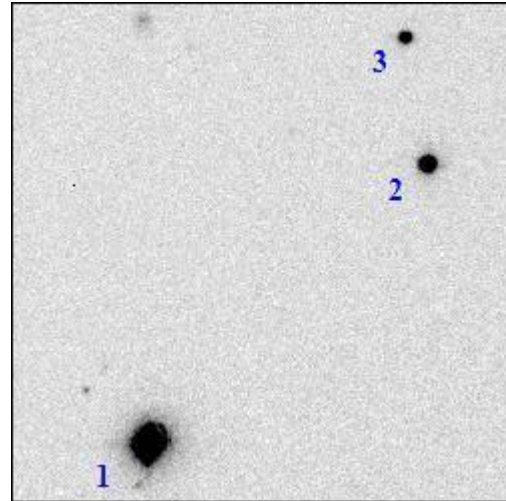


Figura 3.30: Imagem da estrela 1103 (1) do campo 8 com outras estrelas (2 e 3), no filtro y – noite 12 de 2000 (cor invertida).

Tabela 3.7: Coordenadas centrais de três estrelas do campo 8, nos filtros b (figura 3.29) e y (figura 3.30).

Nr.	X (píxeis)		ΔX (píxeis)	Y (píxeis)		ΔY (píxeis)
	(X_b)	(X_y)	$(X_b - X_y)$	(Y_b)	(Y_y)	$(Y_b - Y_y)$
1	142	141	1	188	189	-1
2	280	279	1	325	326	-1
3	268	267	1	387	388	-1

Tabela 3.8: Lista das imagens afectadas e descrição dos respectivos problemas (as estrelas padrão têm o número precedido da letra ‘S’).

Campo	Estrela	Ano	Noite	Filtros	Problema
—	S30	1998	19	βn	arrastada
—	S30	1998	42	b	arrastada
1	1072	1998	8	$u, v, \beta w$	arrastada
1	1086	1998	8	$v, b, \beta w$	arrastada
1	1208	1998	9	v	recentrada
1	1243	1998	36	todos	recentrada
1	1425	1998	21	βn	arrastada
1	1610	1998	24	u	arrastada
1	1653	1998	24	u	recentrada
1	1782	1998	26	βn	recentrada
2	950	1998	3	$\beta n, \beta w$	arrastada
2	967	1998	3	βn	arrastada
2	1002	1998	4	$u, \beta n$	recentrada

3.1.11 Imagens com efeitos ópticos e problemas de *tracking*

Como já se referiu, algumas das imagens apresentaram efeitos ópticos e outros problemas associados a falhas no *tracking*, durante as observações, que produziram imagens arrastadas, ou recentradas. As situações de arrastamento e recentramento, ocorreram apenas no ano de 1998 e, maioritariamente, nos filtros que exigiram maior tempo de integração (u , v , βn e βw). A tabela 3.8 sumariza essas situações para as estrelas afectadas (ordenadas por campo e por número), nas respectivas noites de observação.

Numa primeira abordagem, a solução mais fácil seria a simples exclusão das imagens do estudo fotométrico. No entanto, dado o número de estrelas de programa afectadas, e tendo em conta que, na sua maioria, o problema de *tracking* só se verificou em um, dois, ou três dos filtros para cada estrela, considerou-se pertinente a hipótese de manter essas imagens no estudo fotométrico. Nesse sentido, observaram-se os gráficos superficiais, de contornos, os perfis radiais e de PSF das imagens nos filtros afectados, procurando-se avaliar o grau de arrastamento, ou de alargamento, das curvas das estrelas. A análise das estrelas recentradas foi mais simples, bastando perceber se era possível conter toda a estrela numa PSF mais alargada, construída sobre um dos centros, e a partir da qual se pudesse efectuar fotometria de abertura.

Para compreender melhor essa avaliação, representam-se nas figuras 3.31 a 3.35, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela de programa 1243 do campo 1, no filtro y , para a noite 36 de 1998, onde foi especialmente afectada em todos os filtros. A imagem foi obtida a partir da visualização no DS9, enquanto os gráficos e o perfil da PSF foram obtidos com a rotina ‘*imexamine*’.

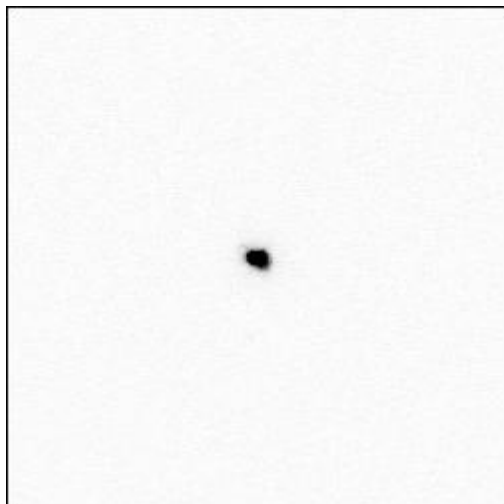


Figura 3.31: Imagem recentrada da estrela 1243 do campo 1, no filtro y – noite 36 de 1998 (cor invertida).

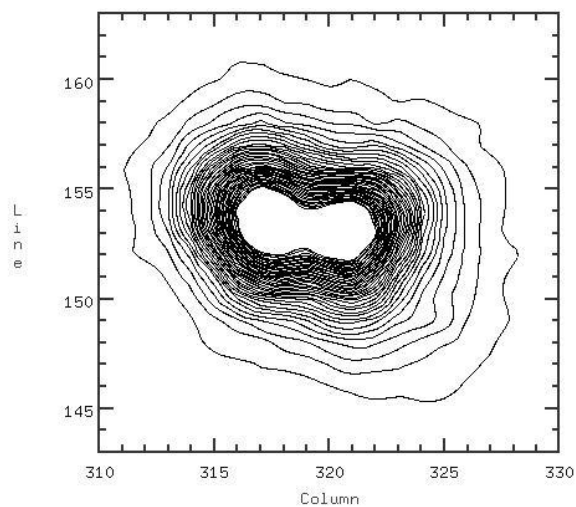


Figura 3.32: Gráfico de contornos da estrela 1243 do campo 1, no filtro y – noite 36 de 1998.

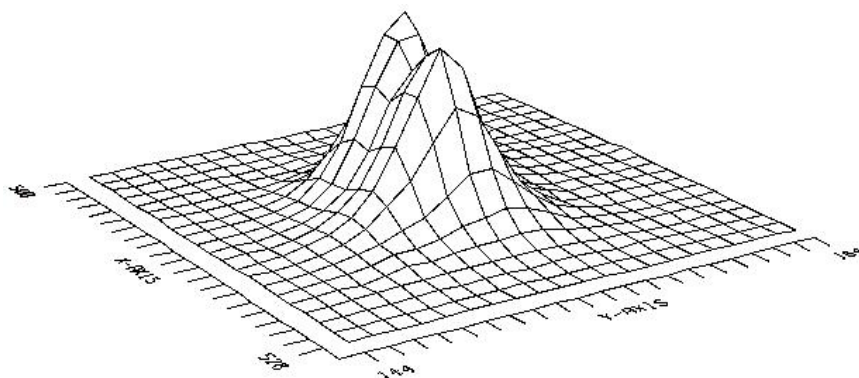


Figura 3.33: Gráfico de superfície da estrela 1243 do campo 1, no filtro y – noite 36 de 1998.

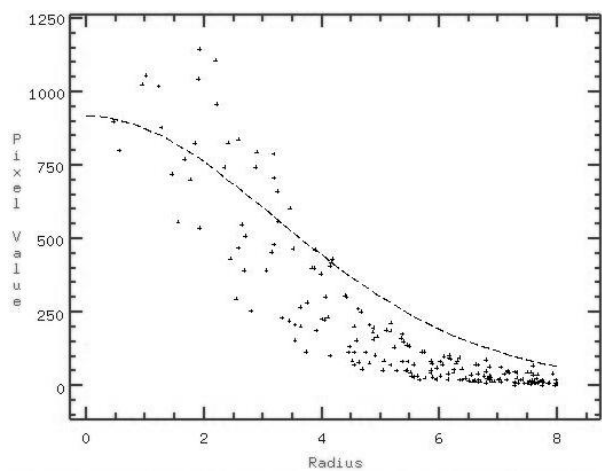


Figura 3.34: Perfil radial da estrela 1243 do campo 1, no filtro y – noite 36 de 1998.

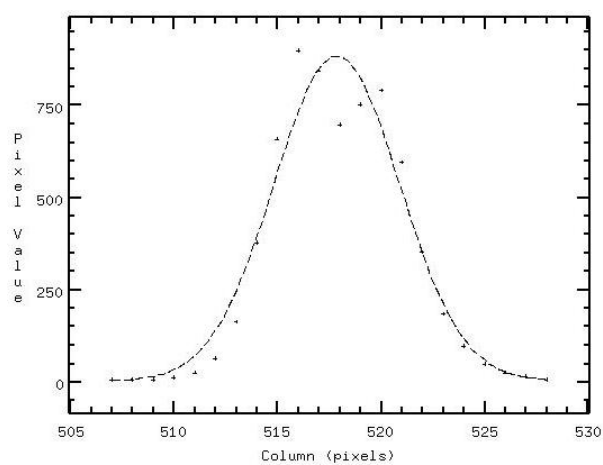


Figura 3.35: Perfil da PSF da estrela 1243 do campo 1, no filtro y – noite 36 de 1998.

Nas figuras 3.31, 3.32 e 3.33 é perceptível o efeito de recentramento, com duas zonas circulares mais definidas, ligadas entre si. Nas figuras 3.34 e 3.35 é notório o alargamento da largura a meia altura (FWHM¹⁵) da PSF de ajuste, relativamente ao valor típico de 3.6 píxeis, devido ao recentramento. Nas figuras 3.33 e 3.35 observam-se ainda os picos correspondentes aos dois centros. A partir da figura 3.34, estimou-se um valor de ≈ 3.5 píxeis para a meia largura a meia altura (HWHM¹⁶), que se traduz num valor de ≈ 7.0 píxeis para a FWHM, verificando-se, no entanto, uma grande dispersão dos pontos relativamente à PSF de ajuste. A duplicação da FWHM foi igualmente notada nas restantes estrelas recentradas, com valores de FWHM semelhantes. Quanto à dispersão dos pontos no ajuste da PSF, esta não impediu a execução de fotometria de abertura, pois a escolha adequada do raio de abertura garantiu que a grande maioria dos pontos pudesse ser integrado, como se verá mais tarde.

No caso das estrelas arrastadas, o problema foi mais complexo, pois o grau de arrastamento variava com o tempo de integração no filtro. Nalgumas imagens, esse efeito era apenas ligeiro, como no caso da estrela 1072 do campo 1 (noite 8 de 1998), sendo a FWHM comparável aos valores medidos nas estrelas recentradas. Para referência, representam-se nas figuras 3.36 a 3.40, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela de programa 1072 do campo 1, no filtro βw , para a noite 08 de 1998.

Nas figuras 3.36, 3.37 a 3.37 é visível o efeito de arrastamento da PSF numa das direcções da imagem. Neste caso, só existe um pico máximo, que se encontra arrastado. Nas figuras 3.39 e 3.40, nota-se que o alargamento da FWHM da PSF de ajuste é comparável ao da estrela 1243 recentrada (figuras 3.34 e 3.35). A partir da figura 3.39, estimou-se um valor de ≈ 2.5 píxeis para a HWHM, que se traduz num valor de ≈ 5.0 píxeis para a FWHM, também com uma dispersão considerável dos pontos, em relação à PSF de ajuste. Note-se, no entanto, que a FWHM da estrela 1072 ligeiramente arrastada é inferior à da estrela 1243 recentrada, encontrando-se mais próxima da FWHM típica (≈ 3.6 píxeis). Deste modo, apesar da dispersão dos pontos no ajuste da PSF, e tal como nas estrelas recentradas, foi possível efectuar fotometria de abertura às estrelas com ligeiros arrastamentos, com a escolha adequada do raio de abertura.

Em comparação, noutras estrelas o grau de arrastamento foi muito superior. Nesses casos, como o da estrela 950 do campo 2 (noite 3 de 1998), a dispersão dos pontos relativamente à PSF de ajuste era tão elevada que, mesmo usando um raio de abertura grande, não era possível garantir uma integração eficaz das contagens na PSF. Esta situação ocorreu maioritariamente nos filtros u , βn e βw . Para referência, representam-se nas figuras 3.41 a 3.45, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela de programa

¹⁵ Full Width Half Maximum.

¹⁶ Half Width Half Maximum.

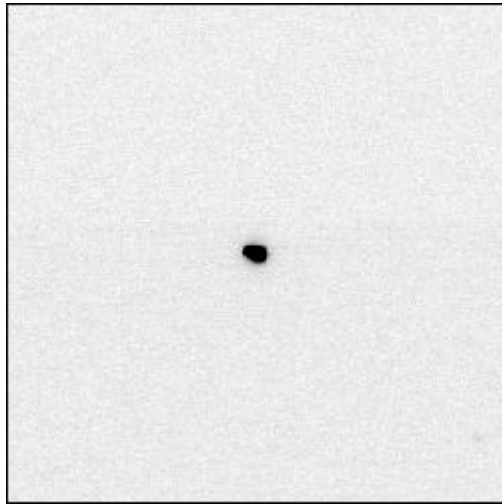


Figura 3.36: Imagem arrastada da estrela 1072 campo 1, filtro βw – noite 8 de 1998 (cor invertida).

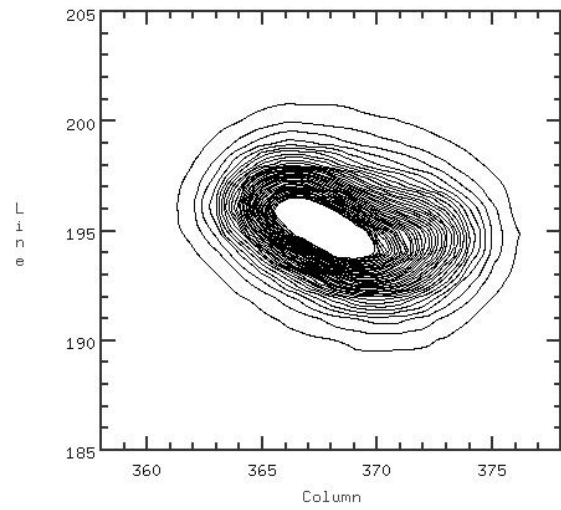


Figura 3.37: Gráfico de contornos da estrela 1072 campo 1, filtro βw – noite 8 de 1998.

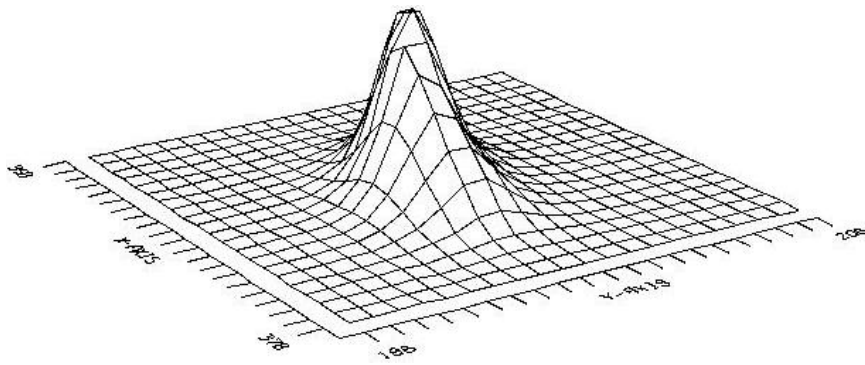


Figura 3.38: Gráfico de superfície da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw – noite 8 de 1998.

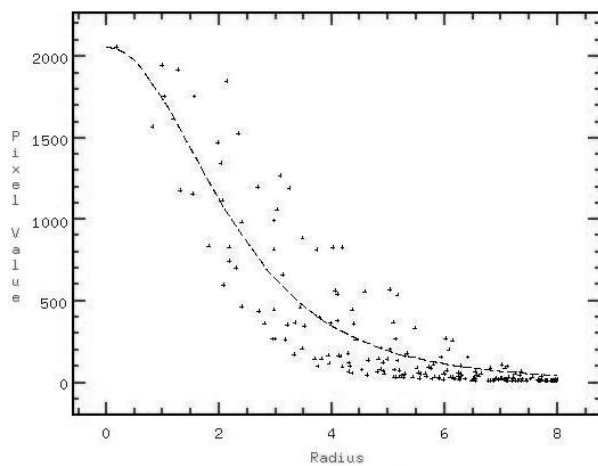


Figura 3.39: Perfil radial da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw – noite 8 de 1998.

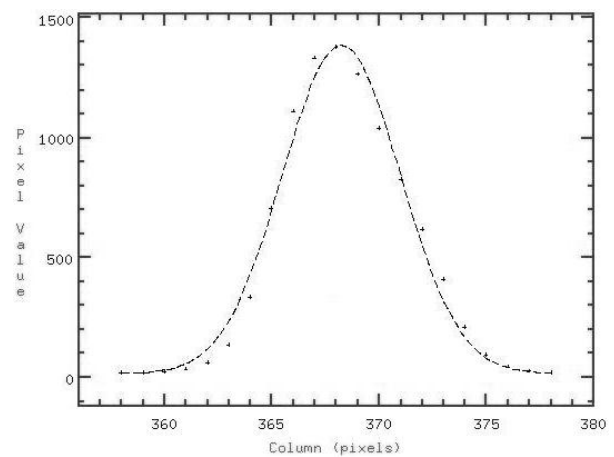


Figura 3.40: Perfil da PSF da estrela 1072 do campo 1, no filtro βw – noite 8 de 1998.

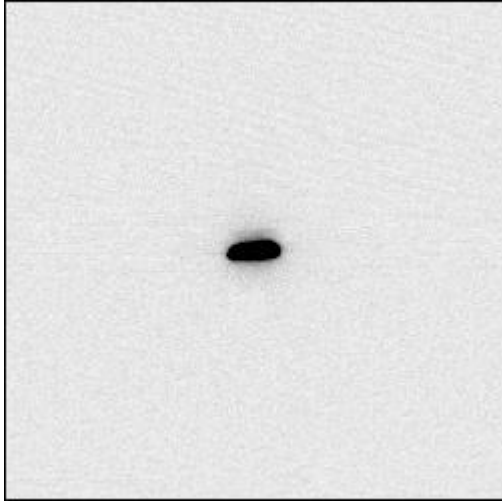


Figura 3.41: Imagem arrastada da estrela 950 do campo 2, filtro βn – noite 3 de 1998 (cor invertida).

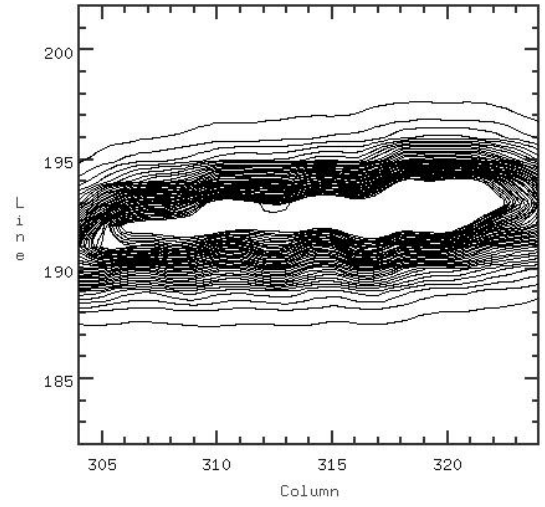


Figura 3.42: Gráfico de contornos da estrela 950 do campo 2, filtro βn – noite 3 de 1998.

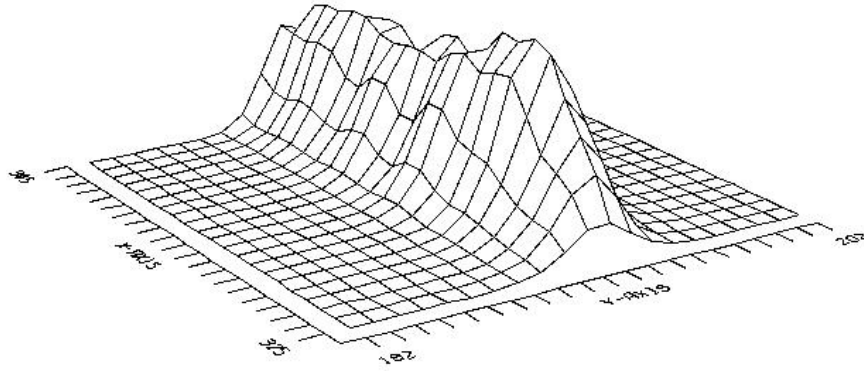


Figura 3.43: Gráfico de superfície da estrela 950 do campo 2, no filtro βn – noite 3 de 1998.

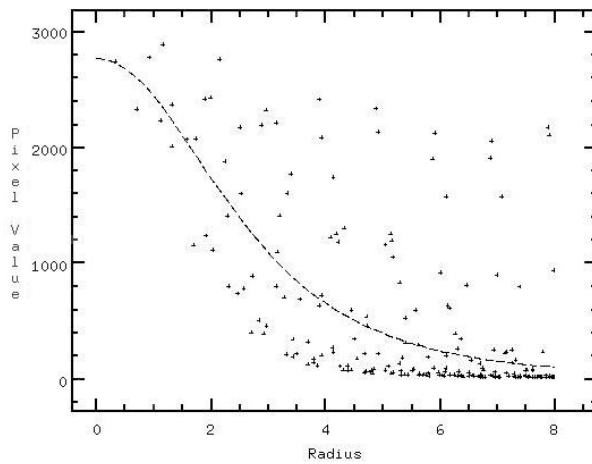


Figura 3.44: Perfil radial da estrela 950 do campo 2, no filtro βn – noite 3 de 1998.

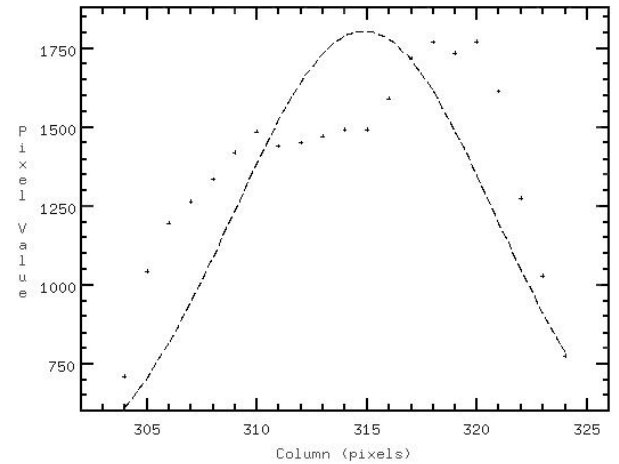


Figura 3.45: Perfil da PSF da estrela 950 do campo 2, no filtro βn – noite 3 de 1998.

950 do campo 2, no filtro βn , para a noite 3 de 1998.

Nas figuras 3.41, 3.42 a 3.43 é manifesto o elevado arrastamento da PSF (superior a 20 píxeis) numa das direcções da imagem, não se conseguindo discernir um pico máximo. Nas figuras 3.44 e 3.45, apesar de haver uma PSF de ajuste, é óbvio o enorme desvio dos pontos em relação a essa curva, retirando-lhe qualquer significado físico real e tornando-a inútil na integração das contagens. Dessa forma, não se conseguiram determinar valores credíveis de HWHM e de FWHM, para as estrelas com um grau tão elevado de arrastamento e, ao contrário das estrelas com menor arrastamento, estas foram rejeitadas, nessas noites, para processamento fotométrico. No entanto, como muitas reobservadas noutras noites, a sua utilização ficou salvaguardada.

Outra situação, ocorrida em todas as imagens do filtro y nos anos de 1998 e 2000 (período com a ANDICAM), e para a qual não houve explicação convincente, foi a observação duma estrutura anelar num dos lados das estrelas mais luminosas. Como exemplos desse fenómeno óptico, apresentam-se as figuras 3.46 e 3.47, que ilustram, respectivamente, imagens no filtro y da estrela 1438 do campo 1 (noite 22 de 1998) e da estrela padrão 28 (noite 12 de 2000). Pode ainda observa-se o mesmo efeito noutras imagens no filtro y apresentadas anteriormente (rever as figuras 3.22, 3.24, 3.26, 3.28 e 3.30).

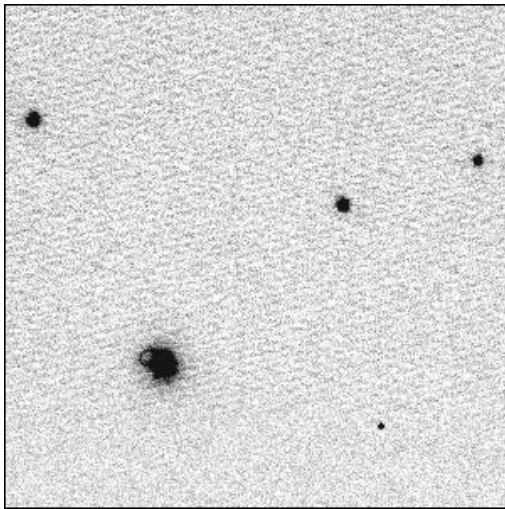


Figura 3.46: Imagem da estrela 1438 do campo 1 com efeito óptico anelar, no filtro y – noite 22 de 1998 (cor invertida).

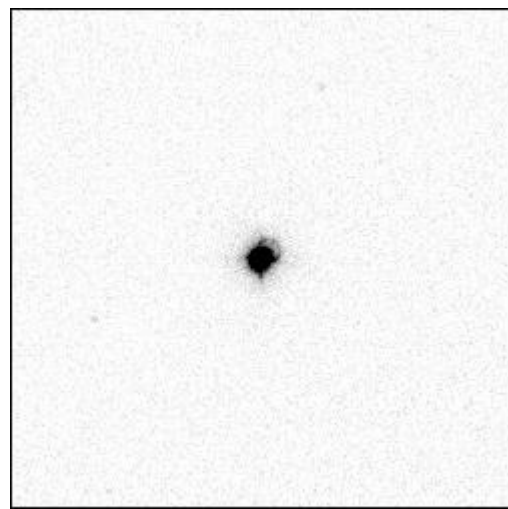


Figura 3.47: Imagem da estrela padrão 28 do campo 1 com efeito óptico anelar, no filtro y – noite 12 de 2000 (cor invertida).

A principal peculiaridade desse efeito óptico anelar reside no facto de ter ocorrido apenas nos anos de funcionamento da ANDICAM, e só em imagens no filtro y . Por um lado, isso revela tratar-se dum fenómeno instrumental associado aos componentes usados na construção desse equipamento, em particular o próprio filtro y . Por outro lado, a forma anelar põe de parte a possibilidade de se tratar duma figura de difracção da estrela. Nesse sentido, caso o filtro não fosse totalmente plano, ou apresentasse heterogeneidades no acabamento, poderia actuar como

uma lente, refractando parte do feixe. Mas, nesse caso, o efeito deveria ser visível em todos os pontos brilhantes da imagem, o que não sucede. Outra hipótese, é a possibilidade de se tratar duma imagem da pupila de entrada, ou dum espelho interno da câmara (rever figura 3.5, para detalhes do percurso óptico). No entanto, isso deveria influenciar a qualidade geral da imagem e não explica o facto do efeito ocorrer só no filtro y .

Não obstante, existe ainda outra particularidade, que consiste na variação da orientação da estrutura anelar entre as imagens de 1998 e as de 2000, como se pode observar nas figuras anteriores – na parte superior esquerda da estrela, em 1998, e na parte superior direita, em 2000. Essa particularidade pode dever-se ao facto dos amplificadores estarem orientados de maneira diferente, entre 1998 e 2000 (rever figuras de *bias* 3.15 e 3.18, para comprovação). Paralelamente, isso indica que o fenómeno podia estar relacionado com a orientação dalguns componentes internos da ANDICAM. Em particular, o filtro y pode ter sido rodado na roda de filtros.

Qualquer que seja a origem desse fenómeno, a sua explicação está para lá do âmbito do presente trabalho, sendo, no entanto, de estranhar que o efeito não tenha sido documentado anteriormente. Não obstante, o ponto fulcral desta descrição é perceber se este fenómeno afecta, de alguma forma, a execução da fotometria de abertura nas imagens. Nesse sentido, põem-se duas situações: a) o “anel” resulta dum fenómeno simples de refacção nalgum dos componentes, desviando parte dos fotões da estrela para uma zona do CCD adjacente à sua PSF, mas sem alterar as contagens registadas nessa área; b) o “anel” foi originado por um fenómeno mais complexo de refacção e/ou de reflexão, do qual resultou a perda de fotões, adulterando as contagens obtidas pelo CCD na área da PSF da estrela. Na impossibilidade de saber qual a situação verdadeira, restou uma abordagem lógica do problema.

Nesse sentido, partindo do princípio de que qualquer efeito óptico grave teria sido detectado e corrigido durante as fases de teste da ANDICAM, e crendo nas informações dadas sobre a sua qualidade de imagem e desempenho típico¹⁷, optou-se por considerar a situação descrita em a). Paralelamente, dado o facto de que todas as imagens no filtro y se encontravam afectadas, caso se optasse pela situação descrita em b), não se poderiam aproveitar quaisquer imagens nesse filtro, dos anos de 1998 e 2000. Por sua vez, isso inviabilizaria a utilização das estrelas observadas nesses anos para o estudo fotométrico. Relativamente à fotometria de abertura, verificou-se ser possível aplicá-la às imagens no filtro y , mediante a escolha adequada do raio de abertura.

Para finalizar a presente subsecção, apresenta-se na figura 3.48 a imagem da estrela padrão 19, no filtro b , relativa à noite 47 de 1998, onde se observou um fenómeno, que, embora não interfira com o processamento fotométrico da estrela, não deixa de ser curioso. Trata-se dum rasto

¹⁷ Ver detalhes deste equipamento na subsecção 3.1.6.

luminoso, cuja origem se pressupõe estar associada à passagem dum meteoro, dado o facto de ocorrer apenas nesta imagem e de decorrer nos 9.4 s de tempo de exposição no filtro *b*.

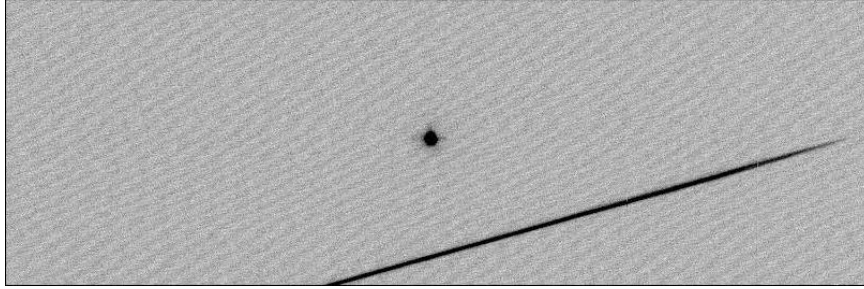


Figura 3.48: Imagem da estrela padrão 19, no filtro *b*, com um rasto luminoso possivelmente associado à passagem dum meteoro (?) – noite 47 de 1998 (cor invertida).

3.1.12 Sistemas binários detectados

Durante o processamento das imagens, foram descobertos alguns sistemas binários em estrelas de programa e em estrelas de calibração. Relativamente às primeiras, os sistemas não foram detectados nos levantamentos espectroscópicos realizados anteriormente (Rose & Agostinho, 1991 e Agostinho, 1992), sendo a explicação mais provável a falta de resolução dos instrumentos usados. Relativamente às últimas, haviam referências prévias sobre o facto de algumas serem binários, mas não todas. Como tal, tornou-se necessário rever a sua viabilidade como estrelas de calibração.

Para afastar a hipótese da observação desses sistemas se dever somente a efeitos de arrastamento ou recentramento, como no caso das imagens mencionadas na subsecção anterior, visualizaram-se cuidadosamente as estrelas candidatas a binários nos vários filtros. Elaboraram-se também gráficos e perfis com a rotina ‘*imexamine*’, a partir das imagens visualizadas no DS9. Como exemplo, apresentam-se em seguida alguns desses gráficos, para duas das estrelas candidatas a binários, a estrela 1243 do campo 1 e a estrela padrão 20, observadas no filtro *y*. Nesse intuito, as figuras 3.49 a 3.53 ilustram, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela de programa 1243, na noite 5 de 1998. Por seu turno, as figuras 3.54 a 3.58 mostram, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela padrão 20, na noite 7 de 2000.

A escolha dos gráficos e perfis da estrela 1243 do campo 1, no filtro *y*, permite fazer a sua comparação com os apresentados na subsecção anterior, para a mesma estrela, relativos à noite 36, em que as imagens revelaram um efeito de recentramento em todos os filtros. Nesse sentido, note-se a diferença entre os gráficos da noite 36, com recentramento (figuras 3.34 e 3.35), e os da noite 5, sem recentramento. Observando, por um lado, os gráficos de contornos e de superfície referentes a ambas as noites (figuras 3.32, 3.33, 3.50 e 3.51), nota-se claramente a diferença entre a estrela recentrada e a presença da componente secundária do binário.

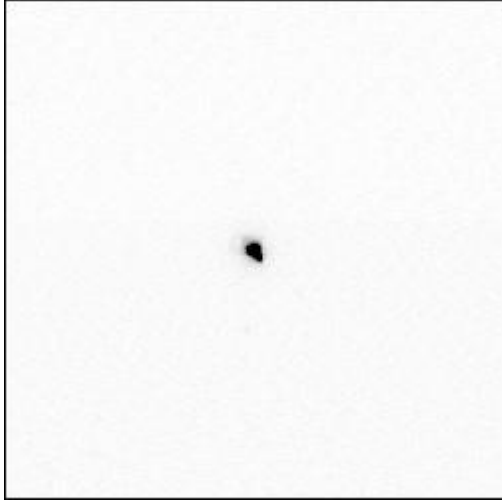


Figura 3.49: Imagem da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998 (cor invertida).

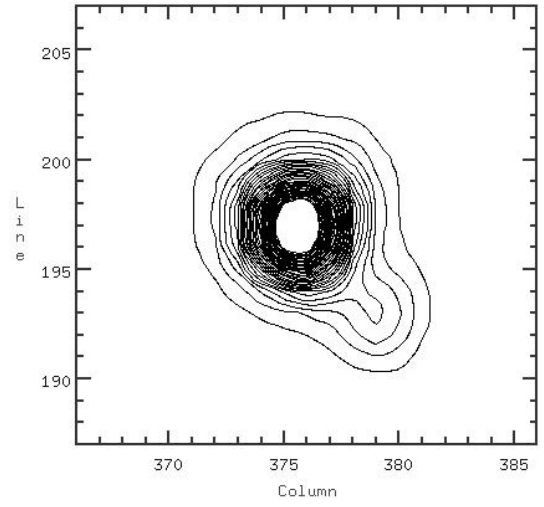


Figura 3.50: Gráfico de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998.

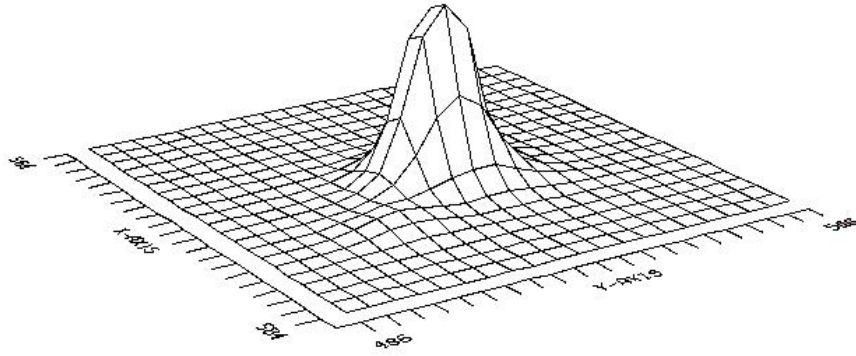


Figura 3.51: Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998.

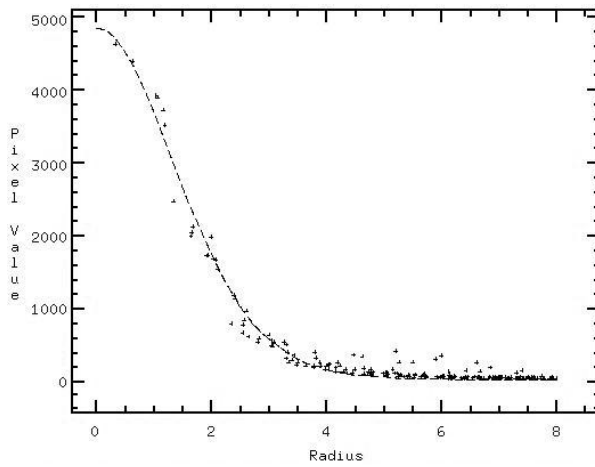


Figura 3.52: Perfil radial da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998.

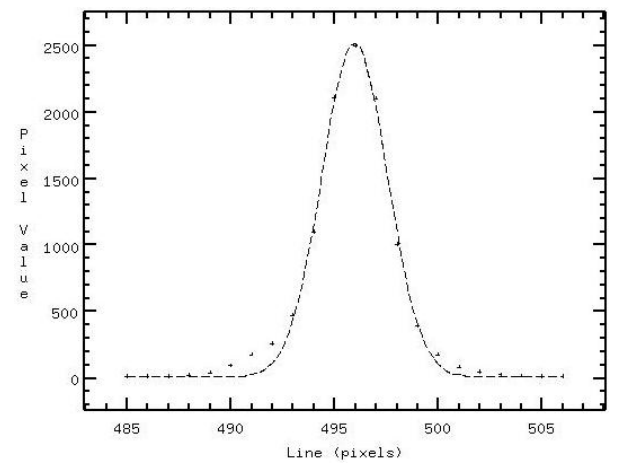


Figura 3.53: Perfil da PSF da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998.

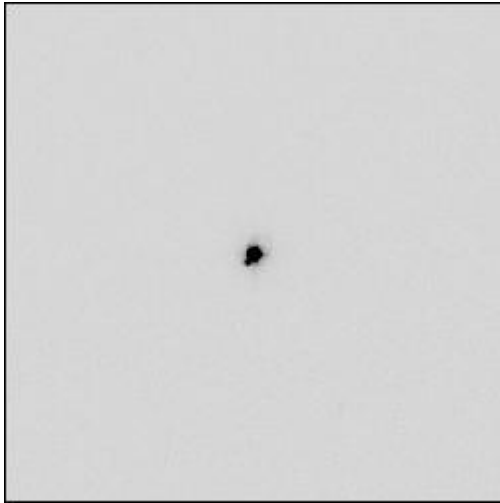


Figura 3.54: Imagem da estrela padrão binária 20, no filtro y – noite 7 de 2000 (cor invertida).

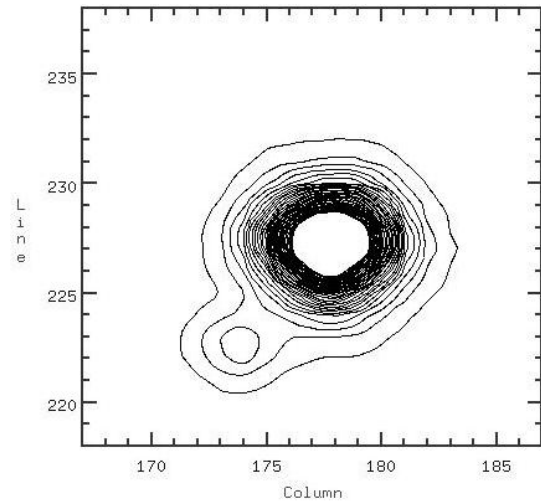


Figura 3.55: Gráfico de contornos da estrela padrão binária 20, no filtro y – noite 7 de 2000.

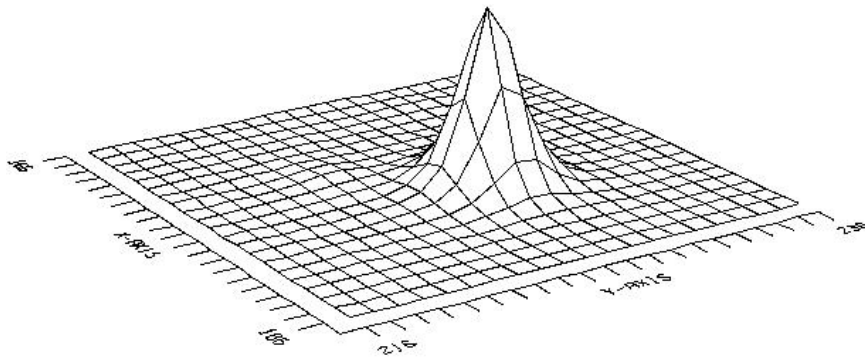


Figura 3.56: Gráfico de superfície da estrela padrão binária 20, no filtro y – noite 7 de 2000.

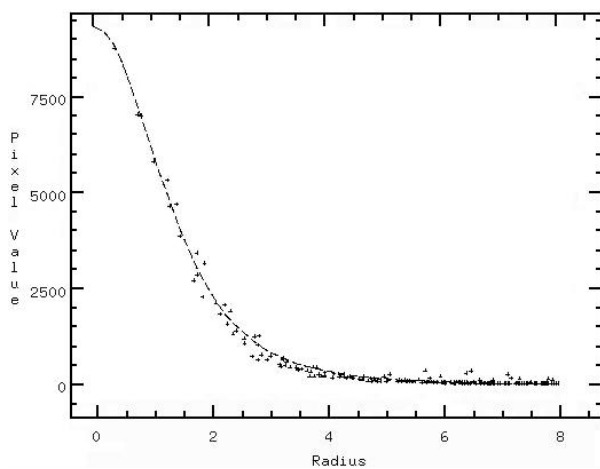


Figura 3.57: Perfil radial da estrela padrão binária 20, no filtro y – noite 7 de 2000.

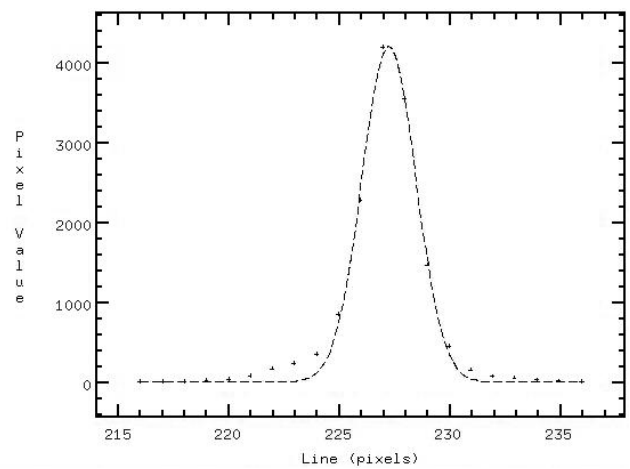


Figura 3.58: Perfil da PSF da estrela padrão binária 20, no filtro y – noite 7 de 2000.

No primeiro caso, observam-se duas PSF muito próximas e com amplitudes semelhantes, enquanto no segundo caso se observa uma PSF com uma amplitude relativa elevada e uma componente secundária, com uma amplitude relativa muito menor e mais afastada, na base da componente primária. Por outro lado, a partir do perfil radial e do perfil da PSF referentes à noite 5 (figuras 3.52 e 3.53), foi possível estimar um valor de ≈ 1.8 píxeis para a HWHM, que se traduz num valor de ≈ 3.6 píxeis para a FWHM, correspondendo a metade do valor da FWHM da estrela recentrada e estando dentro dos valores da FWHM típica.

Paralelamente, visualizando os gráficos de contornos e de superfície da estrela padrão 20, no filtro y , para a noite 7 de 2000, nota-se a sua semelhança com os da estrela 1243, no mesmo filtro, para a noite 5 de 1998. Ainda a partir do perfil radial e do perfil da PSF da estrela padrão 20, estimou-se um valor de ≈ 1.5 píxeis para a HWHM, que se traduz num valor de ≈ 3.0 píxeis para a FWHM, semelhante ao da estrela 1243 e, uma vez mais, próximo do valor típico da FWHM. Os valores de HWHM e de FWHM encontrados nos restantes filtros, para essas duas estrelas, foram muito semelhantes. Assim, revelou-se com grande probabilidade, a existência de componentes secundárias em ambas as estrelas, que dificilmente poderiam surgir de arrastamento, ou recentramento.

Seguindo o mesmo método para as restantes candidatas a sistemas binários, chegou-se à conclusão que poderiam ser estrelas duplas, na sua maioria, dado que a PSF da componente primária se encontrava bem definida e a amplitude da componente secundária era consideravelmente menor que a da primária, em todos os filtros. A tabela 3.9 sumariza as estrelas de programa (ordenadas por campo e por número) e as estrelas padrão e de extinção que se concluiu serem sistemas binários, após a aplicação do método de selecção descrito anteriormente. Na tabela indicam-se também os anos e as noites em que foram observadas. Note-se que diversas estrelas foram detectadas como binários em várias noites de observação, como seria de esperar, tratando-se de estrelas duplas reais.

A situação apresentada anteriormente vai de encontro a uma questão colocada frequentemente, sobre a importância dos sistemas binários não resolvidos, no estudo da formação e evolução das populações estelares galácticas. Apesar da dissertação sobre a existência desses sistemas binários não ser um dos objectivos do presente trabalho, vale a pena fazer uma breve exposição sobre o tema. O estudo da multiplicidade das estrelas, nomeadamente as que se encontram no disco galáctico local, é importante para a determinação, por exemplo, duma função de luminosidade adequada para o disco galáctico. No caso das estrelas próximas do Sol (distâncias da ordem dos $100 pc$), dada a resolução óptica e espectroscópica dos instrumentos actuais, torna-se possível resolver as componentes mais ténues dos sistemas múltiplos, o que permite perceber se a vizinhança imediata do Sol é representativa duma vizinhança mais alargada, ou se é, de alguma

forma, peculiar (Maia, 1996).

Tabela 3.9: Lista dos sistemas binários encontrados (as estrelas padrão têm o número precedido pela letra ‘S’ e as de extinção pela letra ‘E’).

Campo	Estrela	Ano	Noites de observação
—	E2	1997	11
—	E2	1998	9, 16 19, 20, 22 a 24, 26, 28, 30, 32, 37, 42, 46 e 47
—	S12	1998	5, 8, 15, 25 a 28
—	S12	2000	6, 7, 9 e 12
—	S15	1997	12, 15 e 16
—	S15	1998	19, 20 e 22
—	S16	1997	12
—	S16	1998	7
—	S16	2000	6, 7, 9 e 12
—	S20	1998	3, 8, 9, 16, 42 e 45
—	S20	2000	6, 7, 9 e 12
1	1243	1998	5, 9, 15, 16, 19 a 28, 30, 37, 42, 44 a 47
1	1284	1998	15 e 19
2	223	1998	3
2	911	1998	3
2	2093	1998	42
2	2684	1997	15
6	1014	1997	16

No caso de binários não resolvidos, a luz do sistema é associada a uma só estrela, sendo a componente mais tênue excluída da estatística. Em consequência, a função de luminosidade é distorcida. No entanto, a luminosidade do sistema só se afasta significativamente da luminosidade da componente primária, caso a luminosidade da secundária seja suficientemente próxima da primária. Nesse sentido, uma diferença de luminosidades superior a uma magnitude tem um efeito praticamente desprezável. Isso significa que, se a distribuição dos sistemas binários se fizer aleatoriamente em classe espectral, então a função de luminosidade global não deve ser significativamente afectada pelos binários não resolvidos (Maia, 1996).

Relativamente aos binários espectroscopicamente não resolvidos do presente trabalho, para os quais se detectou opticamente a existência duma segunda componente, houve necessidade de decidir a sua inclusão, ou exclusão, no estudo fotométrico. Essa decisão foi especialmente importante no caso das estrelas de calibração, uma vez que estas, por definição, devem ser estrelas simples com características e parâmetros intrínsecos bem determinados. Para a totalidade das estrelas duplas, a análise dos respectivos gráficos e perfis permitiu concluir que a componente secundária tinha uma contribuição mínima para a luminosidade do sistema. De facto, observou-se que, enquanto a amplitude do pico da PSF da componente primária atinge, tipicamente, os vários milhares de contagens, a da secundária não ultrapassa as poucas centenas de contagens.

Paralelamente, para calcular a contribuição luminosa da componente secundária, na de-

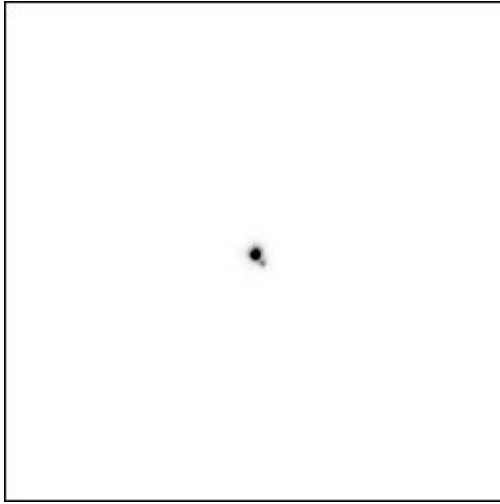


Figura 3.59: Imagem da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998 (cor invertida).

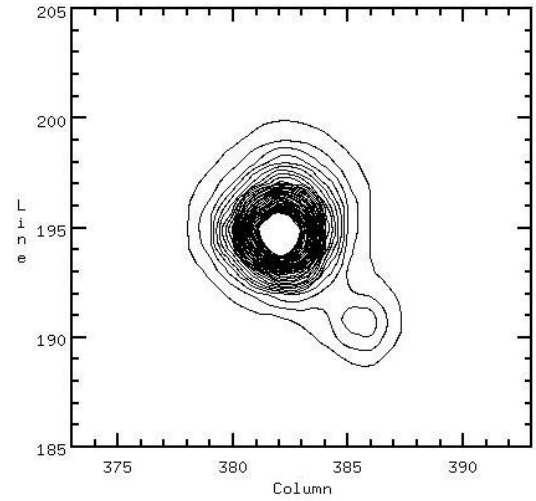


Figura 3.60: Gráfico de contornos da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998.

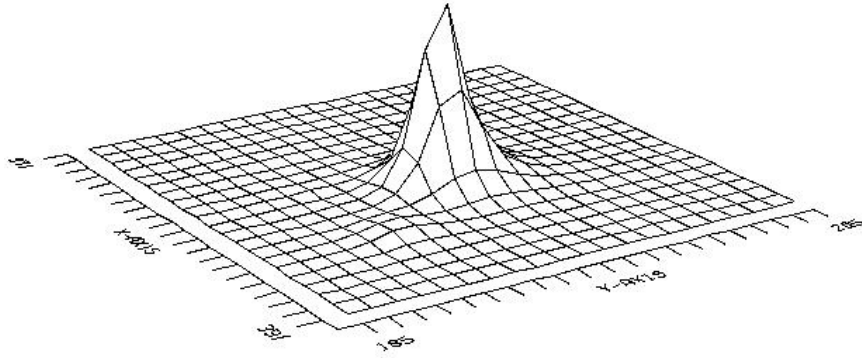


Figura 3.61: Gráfico de superfície da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998.

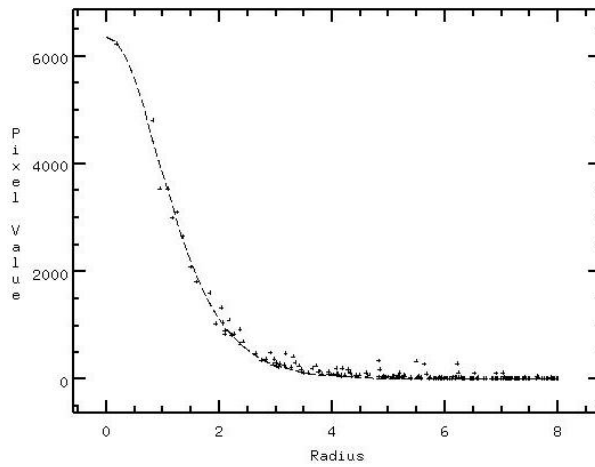


Figura 3.62: Perfil radial da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998.

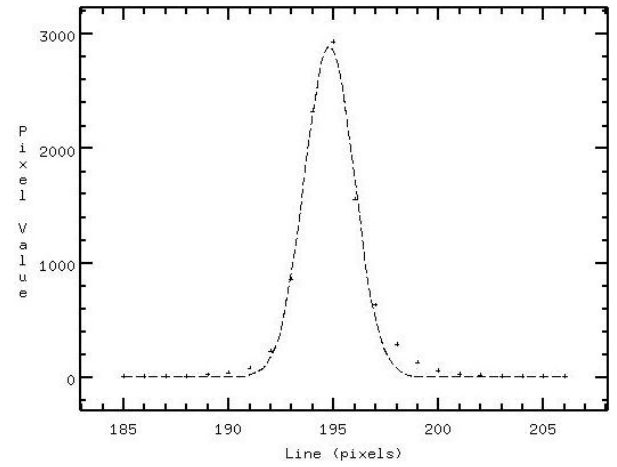


Figura 3.63: Perfil da PSF da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998.

terminação dos índices fotométricos, efectuou-se uma simulação teórica, baseada nos valores de contagens da estrela 1243 do campo 1, nos filtros b e y , para a noite 5 de 1998. Dessa forma, foi possível verificar qual o erro introduzido no cálculo do índice de cor ($b - y$), pela presença da componente mais fraca. Para referência, representam-se nas figuras 3.59 a 3.63, respectivamente, a imagem, o gráfico de contornos, o gráfico de superfície, o perfil radial e o perfil da PSF da estrela de programa 1243, no filtro b , para a noite 5 de 1998. As imagens correspondentes ao filtro y são as das figuras 3.49 a 3.53.

A partir dos perfis radiais, nos filtros b e y , estimaram-se os valores dos picos de contagens observados para cada componente do binário, bem como os valores da HWHM e da FWHM. Para determinar a PSF teoricamente correspondente a cada uma das componentes, esses valores foram aplicados à curva de distribuição normal (*gaussiana*) a duas dimensões (x, y) , centrada em (x_c, y_c) , que se definiu pela seguinte expressão:

$$P(x, y) dx dy = \frac{h_{max}}{\sqrt{2\pi}\sigma} \cdot e^{-\frac{(x-x_c)^2 + (y-y_c)^2}{2\sigma^2}} dx dy \quad (3.1)$$

Nesta equação, σ representa o *desvio padrão* (DP), σ^2 a *variância*, e h_{max} a amplitude máxima da gaussiana, aqui definida como o produto da altura real (h_{real}) pelo factor $\sqrt{2\pi}\sigma$:

$$h_{max} = \sqrt{2\pi}\sigma \cdot h_{real} \quad (3.2)$$

Neste caso, a amplitude real da gaussiana corresponde ao pico de contagens da PSF (N_{pico}), subtraído do valor mediano das contagens do fundo (N_{fundo}):

$$h_{real} = N_{pico} - N_{fundo} \quad (3.3)$$

Para determinar o desvio padrão, utilizou-se a sua relação com a FWHM, de acordo com a seguinte expressão:

$$\sigma = \frac{FWHM}{2.35} \quad (3.4)$$

Para simular a contribuição de ambas as componentes do sistema binário (P_{total}), assumiu-se que este era representado pela soma das duas funções de distribuição. Assim, definiu-se a equação 3.5, onde P_1 representa a PSF da componente primária, centrada no ponto $(0, 0)$, e P_2 representa a PSF da componente secundária, centrada no ponto $(4, 4)$:

$$P_{total}(x, y) dx dy = [P_1(x, y) + P_2(x, y)] dx dy \quad (3.5)$$

As coordenadas escolhidas como centro da componente secundária, correspondem ao afastamento médio entre as duas componentes (≈ 5.6 píxeis)¹⁸, deduzido a partir dos perfis radiais

¹⁸ Da definição de distância entre dois pontos, tem-se, neste caso: $d_{2-1} = \sqrt{(4-0)^2 + (4-0)^2} \simeq 5.657$.

das figuras 3.52, 3.57 e 3.62. Para obter o número de contagens associado ao sistema binário, procedeu-se à integração de $P_{total}(x, y)$ em x e y , de acordo com a expressão:

$$P_{total}(x, y) = \int_{y_i}^{y_f} \int_{x_i}^{x_f} [P_1(x, y) + P_2(x, y)] dx dy \quad (3.6)$$

Nesta equação, $[x_i, x_f]$ e $[y_i, y_f]$ representam, respectivamente, os limites de integração em x e y ; Para esses limites, escolheram-se os valores de -10 e $+10$, para ambos os eixos, e em ambos os filtros. Isso permitiu simular PSFs com bases de diâmetro igual a 20 píxeis, valor que se encontra de acordo com os observados nos perfis de PSF das figuras 3.53, 3.58 e 3.63. Efectuou-se ainda a integração da componente primária isolada (equação 3.7), centrada no ponto $(0, 0)$, para se determinar a diferença entre P_{total} e P_1 (equação 3.8) e, assim, obter-se a contribuição da componente secundária.

$$P_1(x, y) = \int_{y_i}^{y_f} \int_{x_i}^{x_f} P_1(x, y) dx dy \quad (3.7)$$

$$P_2(x, y) = P_{total}(x, y) - P_1(x, y) \quad (3.8)$$

A tabela 3.10 sumariza os parâmetros utilizados na simulação e os obtidos como resultado da mesma. Os valores estão definidos para as componentes primária (1) e secundária (2), e para o sistema (total), em cada um dos filtros. Estão também tabeladas as magnitudes¹⁹ (m) calculadas a partir dos resultados das integrações, com os tempos de exposição (t_{exp}) reais dos filtros b e y . Apresenta-se igualmente a diferença de magnitudes (equação 3.9), entre a componente primária e o sistema binário, para se perceber qual o desvio de magnitude do sistema, devido à presença da componente secundária.

$$\Delta m = m_1 - m_{total} \quad (3.9)$$

A tabela contém ainda os valores reais dos integrais e das magnitudes, obtidos com fotometria de abertura, para o sistema binário (total), para comparação com os valores calculados na simulação. Nas magnitudes apresentadas, assumiu-se um coeficiente de ponto zero²⁰ $ZP = 18 mag$, que se enquadra nos valores obtidos para as noites de 1998. A simulação foi efectuada com o programa Mathematica.

Para referência visual da simulação das PSFs, representam-se nas figuras 3.64 a 3.67, respectivamente, os gráficos de contornos do binário da estrela 1243 do campo 1, nos filtros b e y , e os gráficos de superfície associados, obtidos com o programa Mathematica, durante o processo de simulação. Com o intuito de facilitar a comparação dos gráficos de contornos com os homólogos reais (das figuras 3.50, 3.60, respectivamente), estes últimos são colocados junto aos simulados, mas sem nova numeração. Observando atentamente os vários gráficos, nota-se a sua semelhança,

¹⁹ A equação genérica de cálculo das magnitudes, a partir do número de contagens, é definida na subsecção 3.2.1.

²⁰ “Zero Point” (ZP).

Tabela 3.10: Parâmetros de simulação da estrela binária 1243 do campo 1, nos filtros b e y - noite 5 de 1998.

Parâmetro	Unidade	Filtro b				Filtro y				$(b - y)$	
		1	2	total	Δm_b	1	2	total	Δm_y	$\Delta m_b - \Delta m_y$	
HWHM	píxeis	1.37	1.37	(1, 2)	—	1.75	1.75	(1, 2)	—	—	
FWHM	píxeis	2.74	2.74	(1, 2)	—	3.50	3.50	(1, 2)	—	—	
DP (σ)	píxeis	1.17	1.17	(1, 2)	—	1.49	1.49	(1, 2)	—	—	
Var. (σ^2)	píxeis	1.29	1.29	(1, 2)	—	2.22	2.22	(1, 2)	—	—	
N_{pico}	contagens	6369	500	(1, 2)	—	4857	400	(1, 2)	—	—	
N_{fundo}	contagens	7.6	7.6	(1, 2)	—	1.8	1.8	(1, 2)	—	—	
h_r	contagens	6361.4	392.4	(1, 2)	—	4855.2	398.2	(1, 2)	—	—	
h_{max}	contagens	18178.3	1121.6	(1, 2)	—	18132.8	1486.5	(1, 2)	—	—	
x_c	píxeis	0	4	(1, 2)	—	0	4	(1, 2)	—	—	
y_c	píxeis	0	4	(1, 2)	—	0	4	(1, 2)	—	—	
x_i	píxeis	-10	-10	(1, 2)	—	-10	-10	(1, 2)	—	—	
y_i	píxeis	-10	-10	(1, 2)	—	-10	-10	(1, 2)	—	—	
x_f	píxeis	10	10	(1, 2)	—	10	10	(1, 2)	—	—	
y_f	píxeis	10	10	(1, 2)	—	10	10	(1, 2)	—	—	
P_{sim}	contagens	54321.9	4205.2	58528.6	—	67768.8	5557.4	73326.2	—	—	
P_{real}	contagens	—	—	58528.3	—	—	—	73323.1	—	—	
t_{exp}	segundos	10.6	10.6	10.6	—	10.9	10.9	10.9	—	—	
m_{sim}	mag	8.726	11.504	8.645	0.081	8.516	11.231	8.430	0.086	-0.005	
m_{real}	mag	—	—	8.645	—	—	—	8.430	—	—	

em particular no âmbito da largura relativa das PSFs das componentes primária e secundária, observadas em cada filtro.

Observando os valores tabelados, verifica-se que é possível simular as PSFs e o número de contagens do sistema binário da estrela 1243 do campo 1, na noite 5 de 1998, a partir dos valores dados de HWHM, FWHM, N_{pico} , N_{fundo} e h_r , considerando um afastamento entre as componentes de ≈ 5.6 píxeis e um diâmetro da base de 20 píxeis, em ambos os filtros. A esse respeito, note-se a pequeníssima diferença entre os valores simulado e real do número de contagens (P_{sim} , P_{real}), e a concordância entre os valores simulado e real da magnitude associada (m_{sim} , m_{real}), em cada um dos filtros. Como se pode também verificar, a contribuição da componente secundária para o número de contagens do sistema binário é de $\approx 7\%$ no filtro b (4205.2/58528.6) e de $\approx 8\%$ no filtro y (5557.4/73326.2), sendo por isso relativamente reduzida.

Paralelamente, observa-se que a diferença de luminosidade, entre as componentes primária e secundária, é claramente superior a uma magnitude ($\approx 2.7 mag$), em ambos os filtros. De forma semelhante, a diferença de magnitudes (Δm), entre o sistema binário total e a componente primária isolada, revela-se diminuta, sendo de $\approx 0.081 mag$, no filtro b , e de $\approx 0.085 mag$, no filtro y . Daqui resulta, consequentemente, um erro de $\approx -0.005 mag$ na determinação do índice de cor ($b - y$). Assim, dada a marginalidade do erro introduzido em ($b - y$), pela presença da componente secundária, do ponto de vista óptico o binário pode ser aproximado a uma estrela simples, cuja luminosidade representa a soma das luminosidades de ambas as componentes, e em

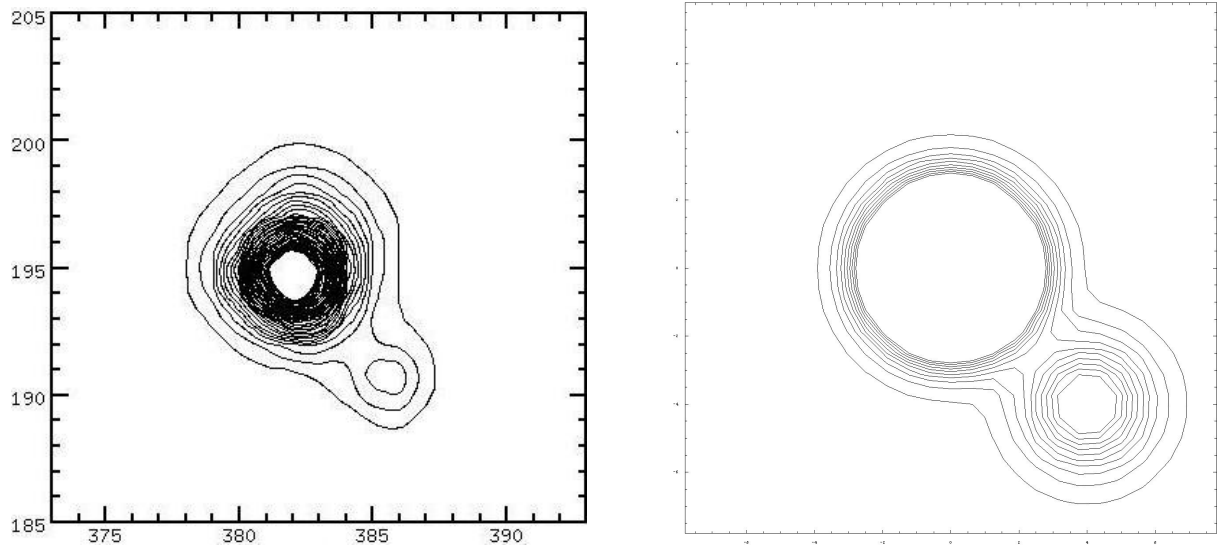


Figura 3.64: Gráfico de contornos real (à esquerda) e simulado (à direita) da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998. Gráfico simulado obtido com o programa Mathematica 7.0.

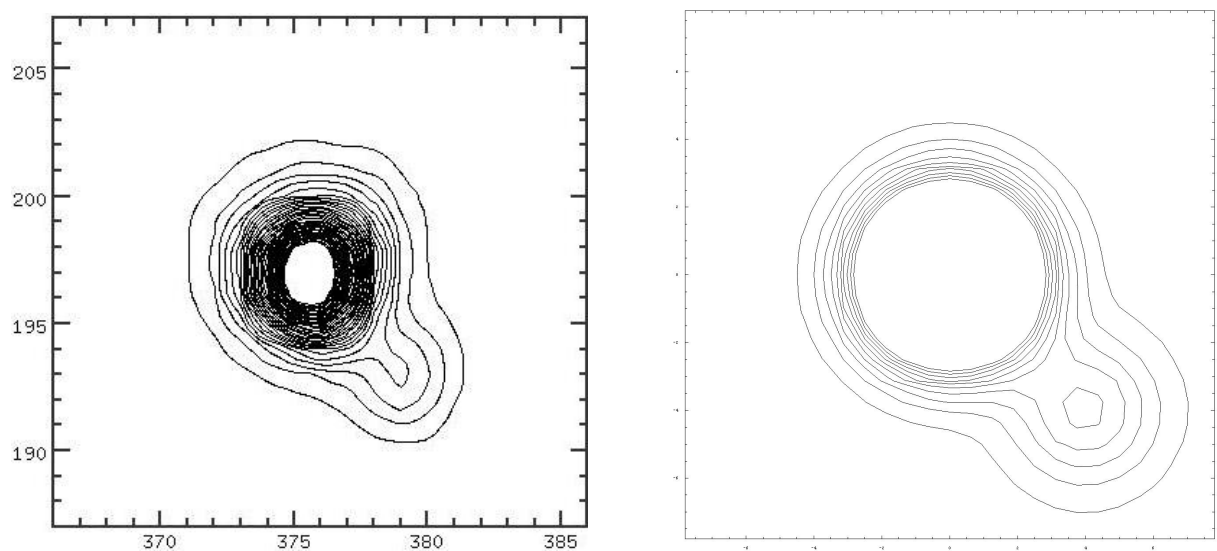


Figura 3.65: Gráfico de contornos real (à esquerda) e simulado (à direita) da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998. Gráfico simulado obtido com o programa Mathematica 7.0.

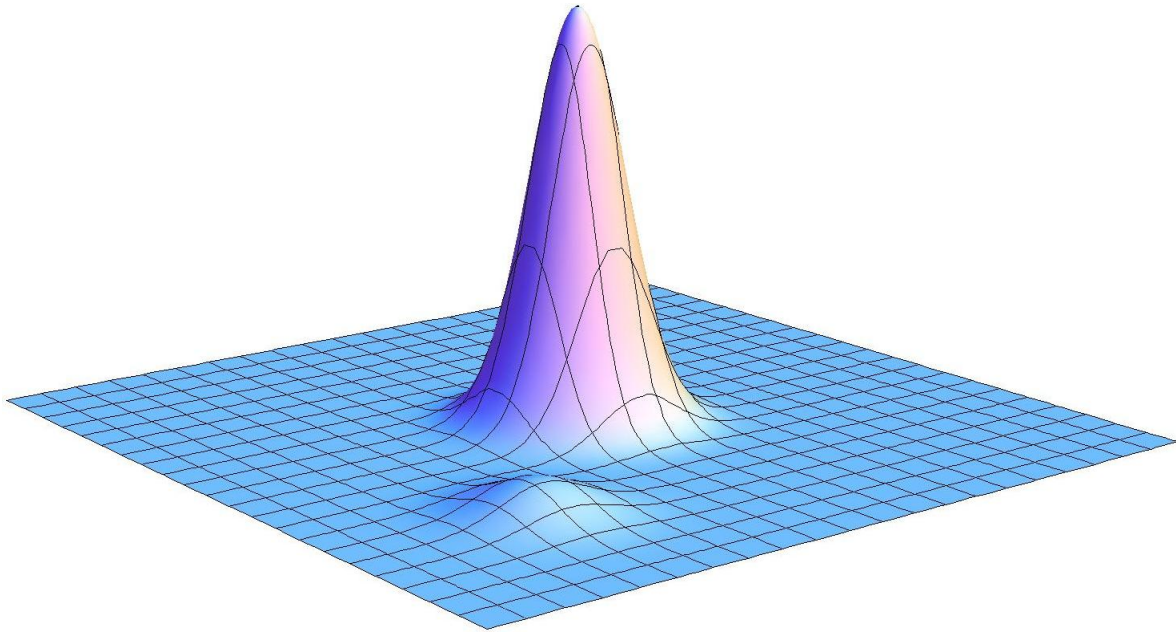


Figura 3.66: Gráfico de superfície simulado da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro b – noite 5 de 1998. Imagem obtida com o programa Mathematica 7.0.

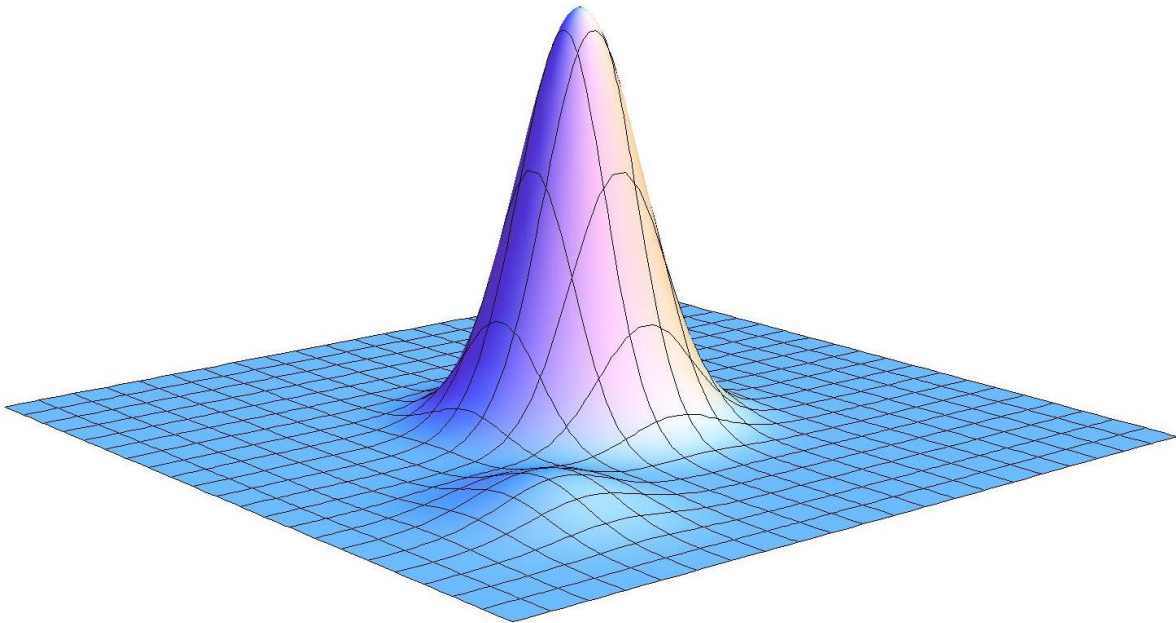


Figura 3.67: Gráfico de superfície simulado da estrela binária 1243 do campo 1, no filtro y – noite 5 de 1998. Imagem obtida com o programa Mathematica 7.0.

que a contribuição luminosa da secundária é relativamente desprezável.

Assim, e considerando que em termos espectroscópicos os binários também não se encontram resolvidos, decidiu-se manter essas estrelas de programa, detectadas como binários, no estudo fotométrico, assumindo que a luminosidade do binário é aproximadamente igual à luminosidade da componente primária, ou seja, que a contribuição da secundária é desprezável. Relativamente às estrelas de calibração duplas, é preciso tomar em consideração que, por um lado, estas se encontram na mesma situação das estrelas de programa duplas, isto é, a componente secundária tem uma contribuição desprezável relativamente à primária, sendo, por isso, válida a mesma aproximação feita para as estrelas de programa duplas.

Por outro lado, sendo classificadas como estrelas padrão e de extinção, foram usadas no âmbito de diferentes estudos e levantamentos para artigos e outras publicações científicas (por exemplo, em Rose & Agostinho, 1991; Agostinho, 1992; e Antón, 1995). Nomeadamente, algumas dessas estrelas já haviam sido referidas como duplas no período de 1994 a 1995, incluindo algumas que não foram observadas durante o projecto YALO. Nesse contexto, a lista completa de estrelas de calibração referenciadas como duplas abrange as estrelas padrão 15, 16, 17, 20 e 23 e a estrela de extinção ²¹. Considerando que não houve referências anteriores a inconsistências na utilização dessas estrelas nas calibrações entre sistemas de magnitudes, decidiu-se viabilizá-las como estrelas de calibração para o presente trabalho.

3.1.13 Fotometria de abertura

Após as fases de verificação das imagens e dos ficheiros de coordenadas, e de resolução dos problemas encontrados, as imagens das estrelas estavam prontas para a *fotometria de abertura*. Genericamente, este método consiste em integrar as contagens da imagem duma estrela, num dado filtro, dentro duma área circular (*abertura*) centrada no pico da PSF da estrela. Nesse sentido, assume-se que todas as contagens lidas no interior dessa área pertencem à estrela, tornando-se necessário determinar qual o raio de abertura que permite circunscrever somente a sua PSF. Como, geralmente, as imagens das estrelas contêm um certo nível de contagens de fundo, ou mesmo outras estrelas em campo, a escolha desse raio não pode ser, de todo, arbitrária, como se verá adiante.

Após a determinação do raio de abertura apropriado, procede-se ao somatório das contagens no seu interior. Dada a existência do brilho do céu, torna-se necessário subtrair esse valor. Para tal, determina-se a *mediana* das contagens de fundo, a partir dum anel em torno da estrela. A escolha dos raios interior e exterior do anel também não pode ser arbitrária. Para a sua determinação, é necessário considerar dois critérios: a) a área anelar deve ser proporcionalmente maior do que a

²¹ Ver as tabelas A.1 e A.2, no anexo A, para referências sobre estas estrelas.

área circular e estar relativamente afastada desta; b) o anel não deve conter a PSF de qualquer estrela, mesmo que parcialmente. A aplicação desses critérios será debatida mais à frente.

Depois de calculado o nível mediano do ruído, subtrai-se a constante de fundo ao resultado da integração. A constante de fundo é aqui definida como o produto da mediana das contagens do céu pela área da abertura circular em torno da estrela. Dessa maneira obtém-se um valor final de contagens que representa, verdadeiramente, a luminosidade da estrela, num dado filtro. Efectuando estes procedimentos em todos os filtros, para cada estrela, de cada noite, obtém-se um conjunto de dados não calibrados, apropriado ao estudo fotométrico.

No presente trabalho, a fotometria de abertura foi inteiramente realizada com a rotina ‘*phot*’ do IRAF, que efectuou automaticamente todas as etapas, duma só vez. Esta rotina analisou os objectos encontrados, a partir dos ficheiros de coordenadas corrigidos, e calculou as contagens associadas às PSFs, subtraídas do valor mediano do fundo. Para tal, definiram-se diversos parâmetros, entre os quais, o raio da abertura circular, o raio interior e a largura do anel das contagens do fundo, os níveis de ganho e ruído de leitura (ver tabela 3.4), e os métodos de centragem e rejeição de píxeis. A tabela 3.11 sumariza esses e outros parâmetros, incluindo a descrição resumida de cada um.

Tabela 3.11: Parâmetros da rotina ‘*phot*’, determinados por ‘*photpars*’, ‘*datapars*’, ‘*fitskypars*’ e ‘*centerpars*’.

Parâmetro	Valor	Unidade	Descrição
Scale	(na tabela 3.4)	"/píxel	Escala de imagem
FWHMPSF	3.6	píxeis	FWHM da PSF típica
Sigma	0.4	—	Desvio padrão (DP) do fundo
Datamin	0.0	contagens	Valor mínimo para integração
Datamax	70000.0	contagens	Valor máximo para integração
Noise	poisson	—	Modelo de ruído
Threshold	3.0	—	Limite em DP para integração
Readnoise	(na tabela 3.4)	e^-	Ruído de leitura
EpADU	(na tabela 3.4)	e^-/ADU	Ganho do amplificador
Aperture	1.0 a 40.0 (ver texto)	píxeis	Abertura para integração nos filtros
Zmag	20.0, 19.0, 18.0 (ver texto)	mag	Ponto zero da escala de magnitudes
Calgorithm	centroid	—	Algoritmo de centramento
Cbox	10.0	píxeis	Largura da caixa de centramento
Cthreshold	3.0	—	Limite em DP para centramento
Cmaxite	10	—	Iterações para centramento
Maxshift	10.0 (ver texto)	píxeis	Desvio máximo do centro
Salgorithm	centroid	—	Algoritmo de ajuste do fundo
Annulus	21.0 (ver texto)	píxeis	Raio interior do anel do fundo
Dannulus	9.0 (ver texto)	píxeis	Largura do anel do fundo
Smaxite	10	—	Iterações para ajuste do fundo

O valor usado como desvio máximo do centro permitiu que, qualquer erro remanescente do processo de determinação das coordenadas, não afectasse a actuação do algoritmo de centramento.

Os valores usados como magnitudes no ponto zero referem-se a valores médios, determinados para os anos de 1997 ($\approx 20.0\ mag$), 1998 ($\approx 18.0\ mag$), 2000 ($\approx 19.0\ mag$). Relativamente à selecção do raio de abertura apropriado para cada filtro, o mesmo foi escolhido de modo a não circunscrever uma área considerável do fundo, nas imediações da estrela, e a não abranger a PSF de outra estrela da imagem, mesmo que parcialmente. Nesse contexto, analisaram-se inicialmente os perfis radiais das estrelas nos vários filtros, verificando-se que a PSF da maioria apresentava, tipicamente, uma FWHM entre 2.5 e 4 píxeis, e que a dispersão da curva se estendia visivelmente além dos 8 píxeis.

Para determinar a abertura adequada a estrelas com estas características, seleccionou-se arbitrariamente uma estrela padrão²², cujas imagens: a) não tivessem outras estrelas em campo; b) pertencessem a uma noite com um “*seeing*” moderado. Com o primeiro critério, tornou-se possível incrementar o raio de abertura até ao valor desejado, sem haver constrangimentos pela presença doutras estrelas. Com o segundo critério, obteve-se um diâmetro angular aparente da estrela (ou seja, uma curva de dispersão das contagens da estrela) maior do que na média das noites, permitindo determinar raios de abertura que fossem convenientes para todas elas, nos diversos filtros.

Nesse âmbito, seleccionou-se a estrela padrão 19, na noite 9 de 2000, tendo-se analisado as suas imagens nos vários filtros, com o intuito de determinar o raio de abertura através de gráficos de contagens em função do raio, para cada um dos filtros. As figuras 3.68 a 3.73 ilustram as imagens dessa estrela, nos vários filtros, para a referida noite. A escolha da noite 9 de 2000 relacionou-se, como indicado acima, com o facto da mesma ter um “*seeing*” moderado, não sendo, portanto, particularmente fotométrica. Dessa forma, os gráficos permitiram determinar o ganho na integração das contagens, com o incremento do raio, numa noite em que a dispersão da PSF era mais elevada.

Para obter resultados robustos, efectuaram-se ensaios com aberturas entre 1 píxel e 40 píxeis (inclusivé), em cada filtro, tendo-se registado o total de contagens obtido para cada raio. Durante essa fase de testes, utilizou-se um anel para as contagens do fundo com um raio interior de 41 píxeis e uma largura de 20 píxeis (equivalente a um raio exterior de 61 píxeis). Dessa forma, a proporção da área do anel de fundo era significativamente superior às áreas das aberturas circulares com os vários raios, o que era essencial. A figura 3.74 ilustra os gráficos obtidos para os vários filtros. Para referência visual, marcaram-se três projecções nas curvas, referentes a raios de abertura, respectivamente, de 10 (linhas cheias), 15 (linhas tracejadas) e 20 píxeis (linhas pontilhadas).

Como se pode observar nos vários gráficos, a partir dum raio de 10 píxeis, o incremento nas contagens é relativamente baixo. Com base nos cálculos efectuados, foi possível circunscrever

²² As estrelas padrão apresentam valores de contagens mais significativos em cada filtro, comparativamente às estrelas de programa, com tempos de integração semelhantes

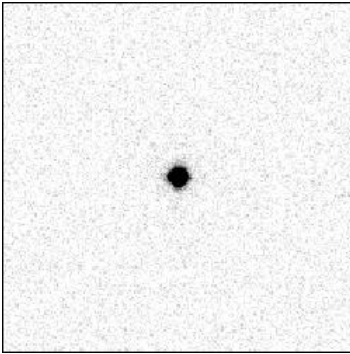


Figura 3.68: Imagem da estrela padrão 19, no filtro u – noite 9 de 2000 (cor invertida).

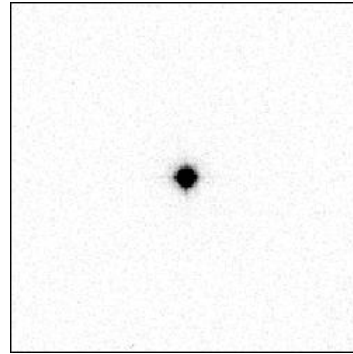


Figura 3.69: Imagem da estrela padrão 19, no filtro v – noite 9 de 2000 (cor invertida).

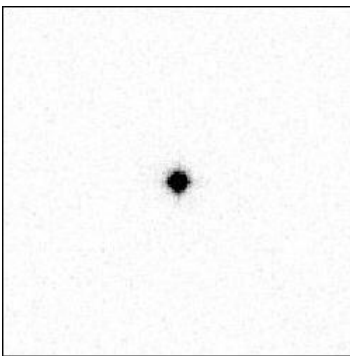


Figura 3.70: Imagem da estrela padrão 19, no filtro b – noite 9 de 2000 (cor invertida).

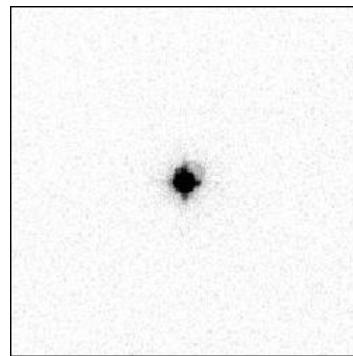


Figura 3.71: Imagem da estrela padrão 19, no filtro y – noite 9 de 2000 (cor invertida).

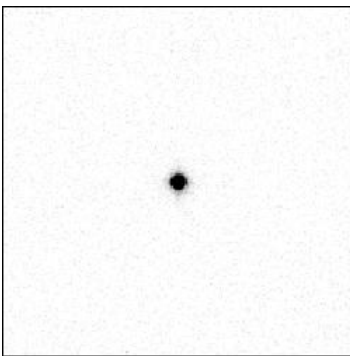


Figura 3.72: Imagem da estrela padrão 19, no filtro hbn – noite 9 de 2000 (cor invertida).

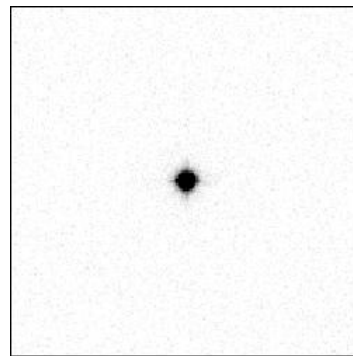


Figura 3.73: Imagem da estrela padrão 19, no filtro hbw – noite 9 de 2000 (cor invertida).

$\approx 95\%$ (estatisticamente equivalente a 2σ) da dispersão da PSF da estrela com um raio de 10 píxeis. No entanto, para se obter uma precisão fotométrica de 1 a 2% na determinação das magnitudes, em particular nos filtros com menores contagens, verificou-se que a área circular deveria circunscrever $\approx 98.5\%$ da curva de distribuição das contagens (estatisticamente equivalente a 2.5σ).

Nesse sentido, determinou-se que essa percentagem da dispersão da PSF era contida por um raio de abertura de, respectivamente: a) 15 píxeis no filtro βw ; b) 16 píxeis no filtro v ; c) 17 píxeis no filtro u ; d) 18 píxeis no filtro βn ; e) 19 píxeis, nos filtro b e y . No caso deste último filtro, é muito provável que este valor elevado de abertura se deva à presença das formas anelares nas imagens das estrelas, que pode provocar o desvio das contagens e assim alargar as PSFs, como se mencionou na subsecção 3.1.11.

Tabela 3.12: Dados para cálculo da precisão das magnitudes, nos vários filtros, com fotometria de abertura.

Filtro	Raio R (píxeis)	Dispersão Circ. (%)	Contagens c/ raio R	Contagens c/ raio 40	Δmag ($m_R - m_{40}$)
u	17	98.510	87801.2	89104.2	0.0162
v	16	98.525	88570.2	89895.9	0.0161
b	19	98.499	77862.2	79048.6	0.0164
y	19	98.541	109100.5	110716.3	0.0160
βn	18	98.450	29875.0	30345.3	0.0170
βw	15	98.516	79934.4	81134.2	0.0162

Para referência, a tabela 3.12 sumariza os raios encontrados para os vários filtros, a percentagem efectiva da dispersão circunscrita com os mesmos, as contagens obtidas com esses raios e com o raio máximo de 40 píxeis (assumindo que este circunscreve 100% da dispersão), e ainda as diferenças entre as magnitudes calculadas com esses raios. Neste caso, não foi necessário efectuar a divisão das contagens pelo tempo de exposição (t_{exp})²³, pois, como as contagens no raio R e no raio de 40 píxeis têm o mesmo tempo de integração, a diferença entre as magnitudes foi calculada, simplesmente, como o logaritmo do quociente das contagens no raio R (N_R) pelas contagens no raio de 40 píxeis (N_{40}):

$$\begin{aligned}
 \Delta mag \equiv m_R - m_{40} &= -2.5 \cdot \left(\log \left(\frac{N_R}{t_{exp}} \right) - \log \left(\frac{N_{40}}{t_{exp}} \right) \right) = \\
 &= -2.5 \cdot \log \left(\frac{N_R/t_{exp}}{N_{40}/t_{exp}} \right) = \\
 &= -2.5 \cdot \log \left(\frac{N_R}{N_{40}} \right).
 \end{aligned} \tag{3.10}$$

Apesar dos raios de abertura seleccionados abrangerem uma elevada percentagem ($\approx 98.5\%$) da dispersão das PSFs das estrelas, como mencionado anteriormente, garantindo uma precisão fotométrica entre 1% e 2%, decidiu-se averiguar qual a imprecisão efectiva no cálculo dos índices

²³ Ver equações de cálculo da magnitude e da taxa de contagens na subsecção 3.2.1.

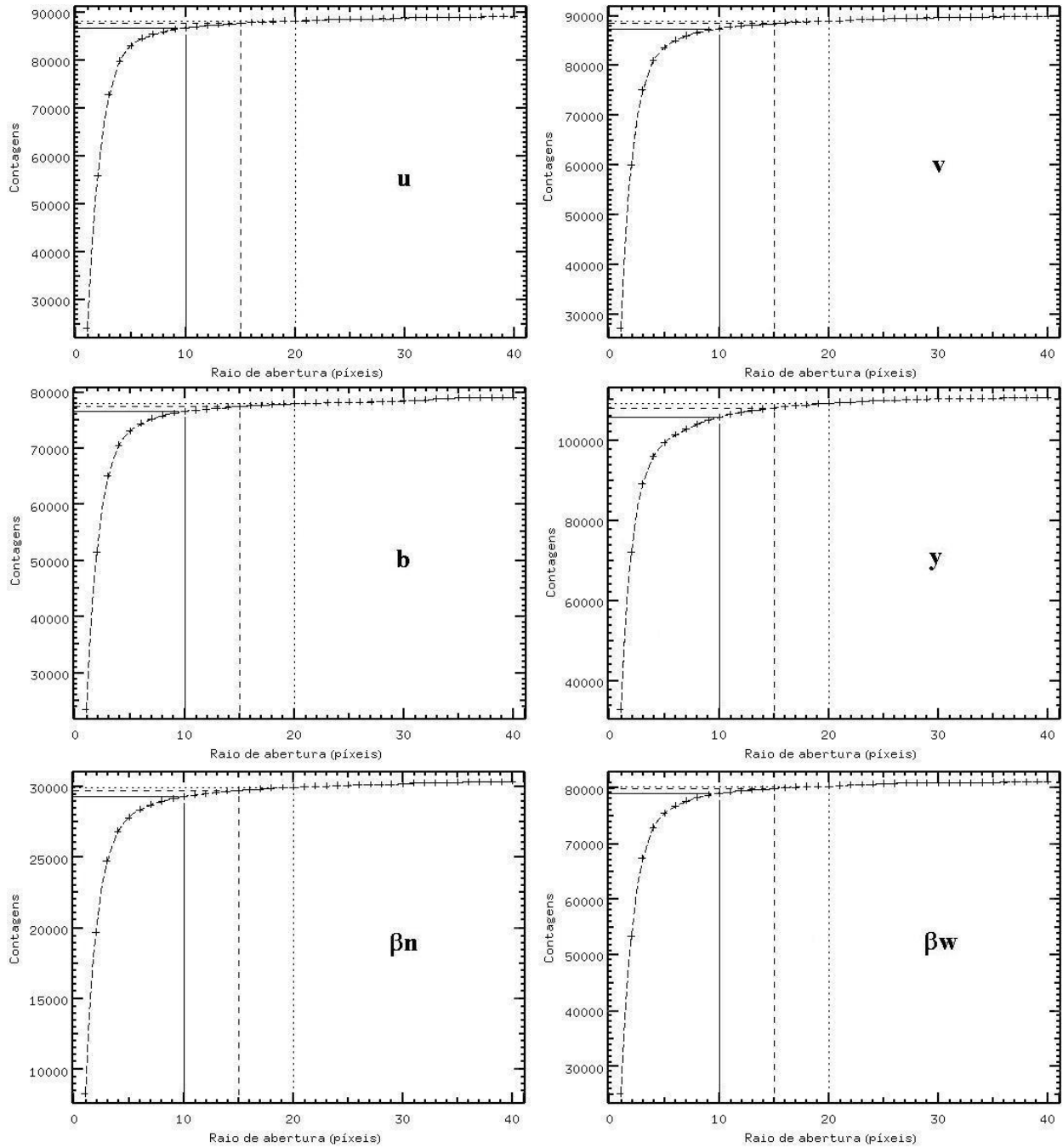


Figura 3.74: Gráficos de contagens em função do raio de abertura, para os filtros *u*, *v*, *b*, *y*, β_n e β_w , relativos à estrela padrão 19, na noite 09 de 2000. Nos gráficos, as linhas cheias (—) demarcam um raio de 10 píxeis, as linhas tracejadas (- - -) demarcam um raio de 15 píxeis, e as linhas pontilhadas (· · · ·) demarcam um raio de 20 píxeis.

em função das contagens máximas obtidas em cada filtro. Esta decisão derivou do facto da fotometria *uvby* β exigir precisão da ordem das milésimas, na determinação das magnitudes, para que a propagação dos seus erros não gere imprecisões superiores à centésima, no cálculo dos índices fotométricos.

Em particular, como o cálculo das magnitudes não é linear, mas sim logarítmico na base 10, a perda de 1.5% das contagens pode ser mais significativa nas estrelas com menores contagens nos filtros ($\sim 30,000$), do que em estrelas com mais contagens ($\sim 100,000$). Nesse intuito, e aproveitando os valores da tabela 3.12, fez-se um estudo da precisão medida em cada filtro, em função das contagens obtidas com os referidos raios de abertura. A figura 3.75 ilustra o gráfico obtido com a rotina ‘*curfit*’ do IRAF, incluindo a recta de ajuste aos pontos do gráfico.

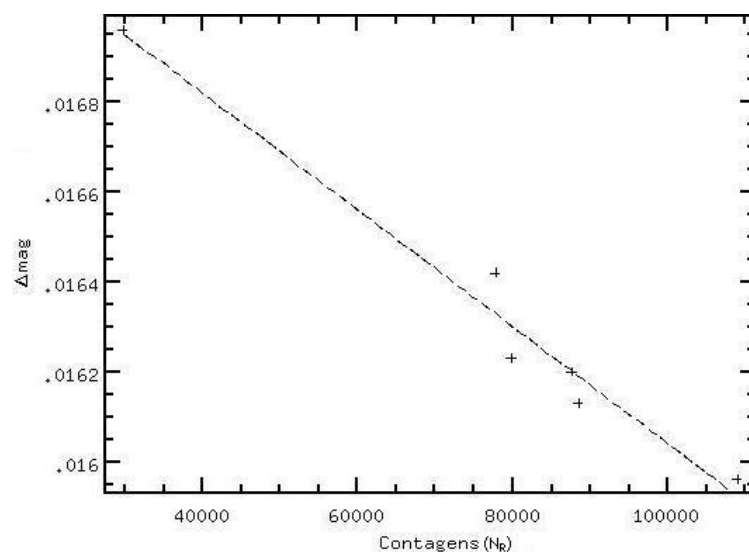


Figura 3.75: Gráfico das diferenças de magnitude em função das contagens, a partir dos valores da tabela 3.12.

A equação obtida para essa recta de ajuste é dada pela equação 3.11. Note-se o reduzido declive da recta. Com este resultado, percebe-se facilmente que, embora haja diferença entre a perda de 1.5% das contagens nas estrelas com menos contagens ($\sim 30,000$) e nas estrelas com mais contagens ($\sim 100,000$), a mesma não é significativa. Assim, de acordo com os valores constantes na tabela 3.12, o desvio médio na determinação das magnitudes, a partir das contagens obtidas com 98.5% da dispersão da PSF, é de 0.0163 em qualquer dos filtros, independentemente das contagens.

$$\Delta mag = 0.0173 - 0.00005 \cdot N_R \quad (3.11)$$

Relativamente aos índices fotométricos, o desvio associado à sua determinação depende da contribuição das diferentes magnitudes que participam no seu cálculo. Nesse âmbito, usando as equações que definem os diferentes índices²⁴ e os desvios de magnitude da tabela 3.12, obtiveram-

²⁴ As equações dos índices ($b - y$), c_1 , m_1 e β encontram-se na subsecção 3.2.3.

se resultados deveras encorajadores. No caso dos índices $(b - y)$ e β , que resultam da diferença entre duas magnitudes, determinaram-se, respectivamente, desvios de $0.0004\ mag$ e $0.0008\ mag$. No caso dos índices c_1 e m_1 , que resultam da diferença entre dois índices de cor, determinaram-se, respectivamente, desvios de $-0.0004\ mag$ e $-0.0007\ mag$.

Assim, com os valores escolhidos como raios de abertura nos diversos filtros, que garantem a circunscrição de $\approx 98.5\%$ da dispersão das PSFs, conseguem-se obter desvios inferiores à milésima no cálculo dos índices, apesar dos desvios da ordem das centésimas na determinação das magnitudes. No caso da magnitude y , que é usada isoladamente, deve aplicar-se a correcção de $0.0163\ mag$ no seu valor, para compensar a diferença nas contagens lidas.

Sendo os anteriores resultados válidos para a estrela padrão 19, restou verificar a sua validade para as restantes estrelas. Após alguns ensaios com outras estrelas padrão arbitrariamente escolhidas nalgumas noites, observou-se que, como esperado, os resultados se adequaram às estrelas das diversas noites, nos vários filtros, independentemente do “*seeing*” de cada noite. No caso específico das estrelas recentradas, ou ligeiramente arrastadas, efectuaram-se diversos ensaios com os raio de abertura. Dado que os valores da FWHM variavam, aproximadamente, entre 3.5 e 8 píxeis (de acordo com os valores de FWHM apresentados na subsecção 3.1.11), os raios de abertura escolhidos revelaram-se suficientemente robustos, para conseguirem circunscrever mais de 95% da dispersão da PSF das estrelas com maior alargamento, nos vários filtros.

No caso dos sistemas binários, considerando que os mesmos puderam ser aproximados a estrelas simples com valores típicos de FWHM (como se viu na subsecção anterior) e que a distância entre as componentes era de ≈ 5.5 píxeis, não houve qualquer problema na aplicação dos raios de abertura determinados, pois estes garantiam que a componente secundária se encontrava dentro das aberturas, contribuindo efectivamente para o número de contagens.

Paralelamente, dado que nalgumas das imagens existiam várias estrelas em campo, para além da estrela de programa, foi necessário verificar se as aberturas com esses raios, centradas nas estrelas de programa, não iriam conter as PSFs das outras estrelas, mesmo que parcialmente. Para tal, efectuaram-se novos ensaios com esses raios de abertura, nas imagens com mais de uma estrela em campo, para determinar a conveniência dos raios obtidos, na presença dessas estrelas. Como exemplos desses ensaios, apresentam-se as figuras 3.76 a 3.79, que ilustram a marcação das aberturas, com os referidos raios, em imagens do filtro y com várias estrelas em campo.

Nestas figuras, a linha cheia a vermelho demarca a abertura circular (raio de 20 píxeis), enquanto a linha tracejada a azul demarca o limite do anel de contagens do fundo (raio de 30 píxeis²⁵). Como se pode verificar nas imagens, os limites máximos considerados para a abertura

²⁵ Ver texto mais adiante.

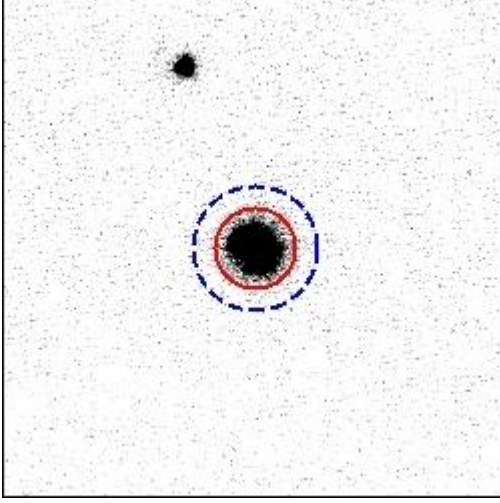


Figura 3.76: Imagem da estrela padrão 26, no filtro y – noite 21 de 1998 (cor invertida). A linha cheia (—) a vermelho delimita a abertura circular (raio de 20 píxeis); a linha tracejada (- - -) a azul delimita o anel do fundo (raio de 30 píxeis).

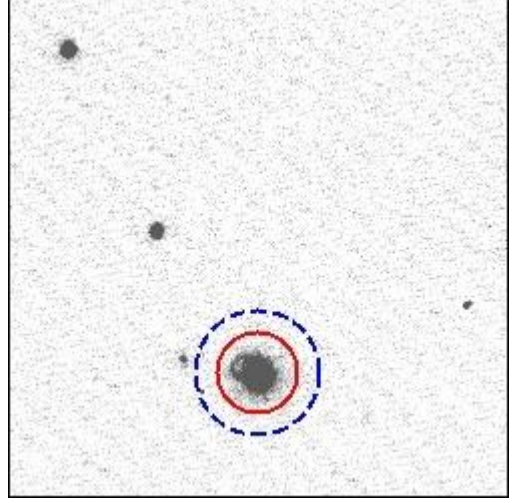


Figura 3.77: Imagem da estrela 1432 do campo 1, no filtro y – noite 22 de 1998 (cor invertida). A linha cheia (—) a vermelho delimita a abertura circular (raio de 20 píxeis); a linha tracejada (- - -) a azul delimita o anel do fundo (raio de 30 píxeis).

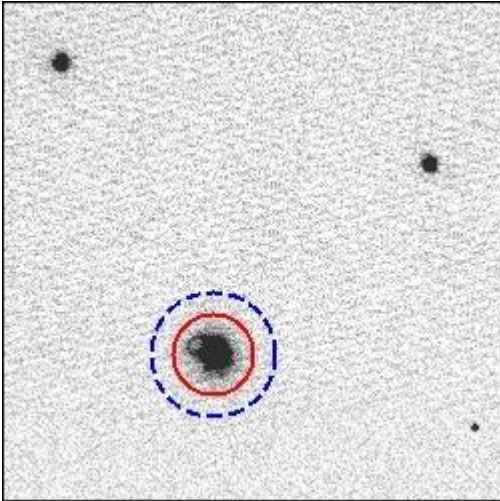


Figura 3.78: Imagem da estrela 1438 do campo 1, no filtro y – noite 22 de 1998 (cor invertida). A linha cheia (—) a vermelho delimita a abertura circular (raio de 20 píxeis); a linha tracejada (- - -) a azul delimita o anel do fundo (raio de 30 píxeis).

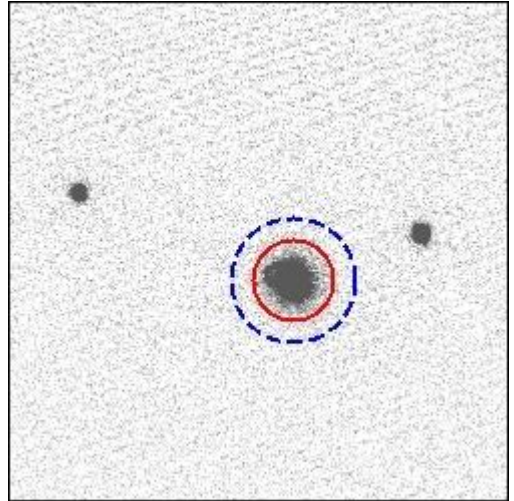


Figura 3.79: Imagem da estrela 1631 do campo 1, no filtro y – noite 24 de 1998 (cor invertida). A linha cheia (—) a vermelho delimita a abertura circular (raio de 20 píxeis); a linha tracejada (- - -) a azul delimita o anel do fundo (raio de 30 píxeis).

circular e para o anel do fundo são consistentes com a presença doutras estrelas em campo. De facto, das imagens analisadas com mais duma estrela em campo, nenhuma revelou uma distância entre estrelas inferior a 30 píxeis, razão pela qual este último valor pôde ser usado como raio exterior do anel de contagens do fundo, que se descreve seguidamente.

Relativamente à determinação do anel de contagens do fundo, convém referir que, em geral, a determinação do valor mediano do fundo se baseia na estatística de contagens de pequeno valor²⁶. Por essa razão, é necessário utilizar a maior área anelar possível, para que o erro estatístico²⁷, associado à determinação da mediana e do desvio padrão, seja o menor possível. No entanto, dado que existem constrangimentos relativamente ao tamanho máximo do anel, devido aos limites da imagem e à presença doutras estrelas em campo, é necessário encontrar um compromisso entre essas duas circunstâncias.

Nesse sentido, optou-se por um raio interior de 21 píxeis e uma largura de 9 píxeis. Desta forma, por um lado, garantiu-se que a base da PSF da estrela não era contabilizada no cálculo do fluxo do céu, e que a área do anel era maior do que a da abertura circular. Por outro lado, a escolha da largura de 9 píxeis, equivalente a um raio exterior de 30 píxeis, permitiu evitar que este fosse “contaminado” pelas PSFs doutras estrelas em campo (rever as figuras 3.76 a 3.79). Assim, garantiu-se uma determinação eficaz do valor mediano das contagens do fundo.

Através da rotina ‘*phot*’, o conjunto de procedimentos descritos nesta subsecção foi aplicado a todas as estrelas observadas, em todos os filtros. No final, obteve-se um conjunto de ficheiros com o número de contagens em cada filtro, sutraídas do céu, o tempo de exposição, a massa de ar e o tempo universal no instante de observação, para todas as estrelas de todas as noites, a partir dos quais se efectuou o estudo fotométrico.

3.2 Processamento Fotométrico dos Dados

A etapa de processamento descrita nesta secção é a mais crucial de todo o estudo fotométrico, uma vez que implica a utilização dum número considerável de equações de calibração, visando a determinação dos diversos parâmetros estelares intrínsecos num sistema padronizado de magnitudes, cores e índices fotométricos, corrigidos do efeito de extinção e dos respectivos desvios de cor. Como se referiu oportunamente, o sistema fotométrico usado neste trabalho é o *uvby β* de Strömgren, que é especialmente adequado ao estudo de estrelas das classes F e G, como as que constituem a amostra.

A aplicação do sistema começa com a determinação dum conjunto de coeficientes de trans-

²⁶ Nas várias imagens, o valor médio do fundo não ultrapassou a dezena de contagens.

²⁷ O erro estatístico de Poisson é proporcional a $\frac{1}{\sqrt{N}}$, onde N representa o número de contagens lidas.

formação para os diferentes índices, cores e magnitudes fotométricas, a partir de regressões lineares efectuadas com os dados das estrelas padrão e de extinção, sendo esses coeficientes posteriormente aplicados aos dados das estrelas de programa, com o intuito de determinar os seus índices fotométricos. A necessidade de efectuar essas transformações, decorre do facto do fluxo de radiação detectado pelo equipamento de observação não corresponder ao fluxo emitido pela estrela. Tal situação deve-se a fenómenos físicos de absorção (*avermelhamento*) durante o percurso da radiação pelo meio interestelar, a fenómenos de dispersão (*extinção*) durante o percurso da radiação pela atmosfera terrestre, e ainda ao facto dos sistemas de detecção não serem ideais.

As estrelas, cujas magnitudes, cores e índices fotométricos se encontram tabelados e são independentes do sistema de observação utilizado, são as estrelas de *extinção* e as estrelas *padrão*. As primeiras permitem determinar os *coeficientes de extinção*, através dos quais se corrige a extinção da atmosfera, obtendo-se assim o fluxo de radiação teoricamente recebido no topo da atmosfera. As últimas permitem determinar os *coeficientes de transformação*, através dos quais se convertem as magnitudes, cores e índices do sistema *instrumental* — apenas corrigido da extinção — para o sistema *padrão* (“*standard*”). Essa transformação corrige os efeitos ópticos e electrónicos do equipamento de detecção. /Por último, deduz-se o efeito de avermelhamento (“*reddening*”) associado à absorção no meio interestelar, a partir da calibração teórica do sistema de *uvby β* de Strömgren.

No intuito de iniciar a descrição do processamento fotométrico dos dados numéricos, expõem-se, nas subsecções seguintes, o sistema fotométrico de Strömgren e Crawford, e os respectivos índices fotométricos, usados no âmbito deste trabalho.

3.2.1 Sistema fotométrico *uvby β*

A fotometria é uma técnica que consiste na contagem de fotões em diferentes zonas do espectro electromagnético, através de filtros que limitam a recepção da radiação a um determinado intervalo de comprimentos-de-onda. Através dessas contagens, é possível determinar parâmetros estelares intrínsecos, como sejam a magnitude absoluta, a cor, a classe espectral, a metalicidade e a temperatura efectiva, assim como parâmetros extrínsecos, como seja o avermelhamento, causado pelo meio interestelar. Para apurar a técnica de fotometria, conceberam-se diversos sistemas *fotométricos*, com diferentes propósitos e aplicações. Não obstante as suas diferenças, a utilização de qualquer um desses sistemas implica a determinação prévia das taxas de fluxo das estrelas estudadas, para o conjunto dos filtros que compõe o sistema.

Nesse sentido, para um determinado filtro (f) associado a um sistema de detecção por CCD, define-se a taxa de contagens duma estrela (T_f), como a razão entre o número de contagens nesse

filtro (N_f) e o tempo de integração necessário para obtê-las (Δt):

$$T_f = \frac{N_f}{\Delta t} \quad (3.12)$$

O número de contagens, obtido num dado filtro, está directamente relacionado com a sua *curva de transmissão*. Essa curva define a capacidade do filtro em *transmitir* os fótons num intervalo de comprimentos-de-onda, ou banda de transmissão (largura do filtro), centrado num comprimento-de-onda médio. A banda de passagem é definida, habitualmente, pela FWHM da curva de transmissão.

Nesse âmbito, o sistema fotométrico *uvby β* consiste num conjunto de quatro filtros de largura intermédia (u , v , b e y), desenvolvidos por Strömgren (1963), e num conjunto de dois filtros de largura muito estreita (βn e βw), desenvolvidos por Crawford (1958 e 1966). A figura 3.80 ilustra as curvas de transmissão dos referidos filtros, e a tabela 3.13 sumariza as suas características, de acordo com as especificações dos autores.

Tabela 3.13: Características dos filtros de Strömgren, u , v , b e y (série I), e de Crawford, βn e βw (filtros n.º 9 e 10). Fontes: Strömgren (1963), pág. 11; Crawford & Mander (1966), pág. 114.

Filtro	λ_{pico} (Å)	$\Delta\lambda_{FWHM}$ (Å)	Trans _{max} (%)
u	3500	300	42
v	4110	190	45
b	4670	180	46
y	5470	230	51
βn	4858	29	58
βw	4850	136	71

Desde cedo, a combinação dos dois conjuntos de filtros demonstrou ser um meio eficaz na determinação dos parâmetros estelares fundamentais. O sistema revelou-se particularmente adequado ao estudo de estrelas das classes F, G e K, principalmente após a utilização de estrelas dessas classes espectrais no desenvolvimento de calibrações adequadas, algumas das quais da autoria de Strömgren e Crawford (Önehag *et al.*, 2009). A determinação da taxa de contagens, mediante a aplicação da equação 3.12, em cada um dos filtros que compõem o sistema, permite calcular posteriormente a magnitude nesse filtro (m_f), através da equação genérica:

$$m_f = -2.5 \cdot \log T_f + ZP_f \quad (3.13)$$

Nesta expressão, ZP_f representa a constante no ponto zero (ZP), para o filtro f . Substituindo f , iterativamente, pelas letras dos filtros (u , v , b , y , βn , βw), obtêm-se as equações das várias magnitudes. Nesse contexto, daqui em diante assume-se a simbologia usual, em que as letras dos filtros representam, igualmente, as respectivas magnitudes: $u \equiv m_u$, $v \equiv m_v$, $b \equiv$

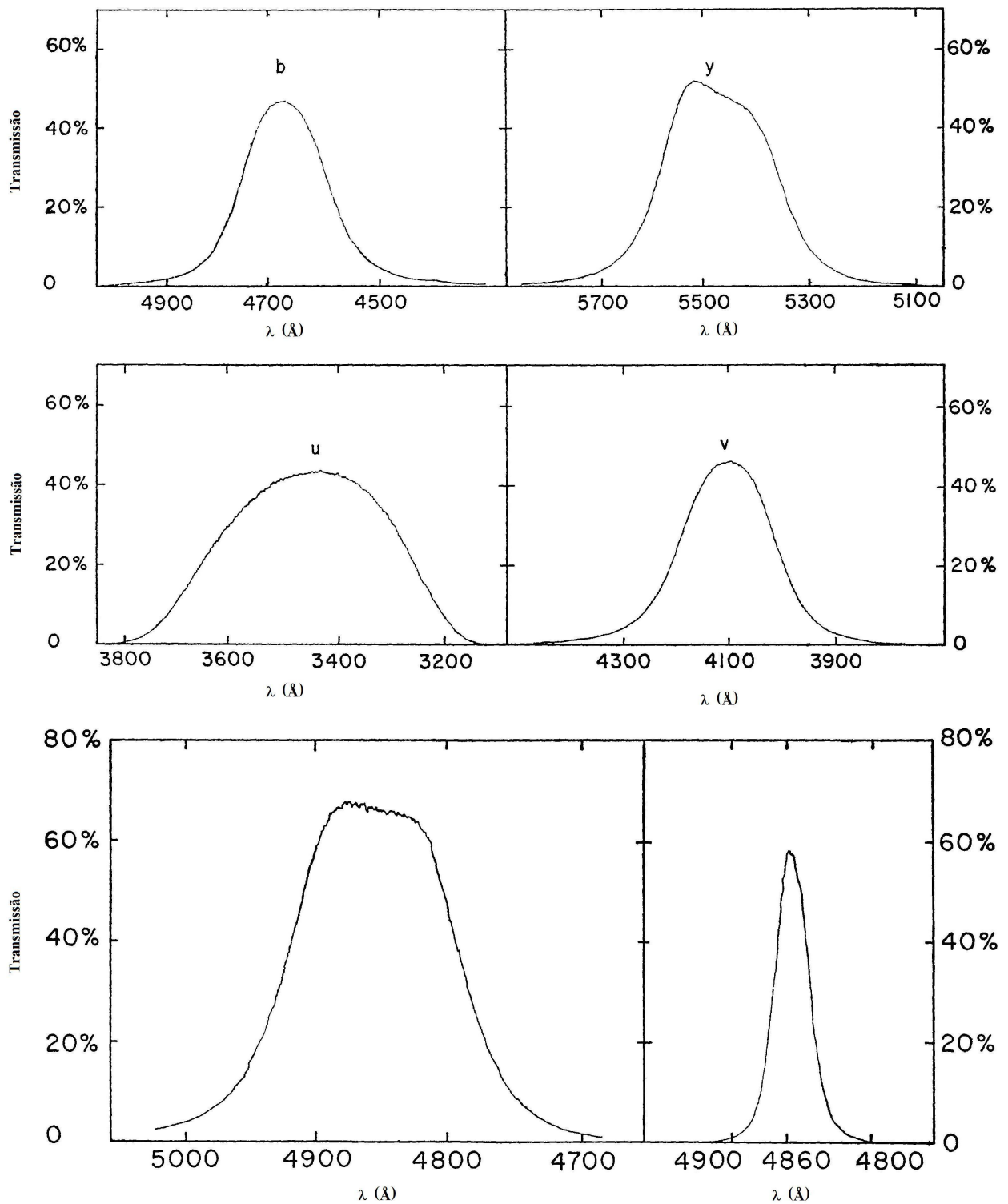


Figura 3.80: Curvas de transmissão dos filtros de Strömberg, u , v , b e y (série I), e de Crawford, β_n e β_w (filtros n.º 9 e 10). Fonte: Crawford (1966), pág. 171.

m_b , $y \equiv m_y$, $\beta n \equiv m_{\beta n}$, $\beta w \equiv m_{\beta w}$. A utilização combinada das magnitudes, obtidas nos vários filtros, permite a determinação dum conjunto de cores e índices fotométricos que são descritos detalhadamente na subsecção 3.2.3.

3.2.2 Efeitos de *reddening* e de *blanketing*

O efeito de *reddening* é um fenómeno físico que ocorre durante o percurso da radiação pelo meio interestelar. Esse efeito corresponde a um fenómeno de dispersão da radiação, principalmente a de menor comprimento-de-onda, nas nuvens de poeira existentes no meio interestelar. Desta situação, resulta o empobrecimento do fluxo da radiação na zona do azul, violeta e ultravioleta e o consequente desvio de cor da estrela observada para o vermelho - avermelhamento (*reddening*).

Relativamente ao efeito de *blanketing*, este corresponde à diminuição da intensidade do espectro da estrela na sua atmosfera, devida à presença de centenas a milhares de riscas de absorção fracas, demasiado próximas e pouco intensas para serem resolvidas individualmente. Nas estrelas mais frias, por um lado, o número elevado de elementos químicos, com riscas de absorção na região azul e ultravioleta, provoca a aparência de ‘cobertura’ (“*blanket*”) do espectro. Por outro lado, a reemissão da radiação absorvida a frequências menores (comprimentos-de-onda maiores) tem como resultado a saturação da região vermelha e infra-vermelha do espectro e o consequente desvio da cor aparente da estrela. A presença destes efeitos altera as características observadas das estrelas. Nesse sentido, os índices fotométricos de Strömgren foram escolhidos de modo a permitirem a dedução dos parâmetros estelares intrínsecos corrigidos dos efeitos mencionados.

3.2.3 Índices fotométricos de Strömgren e Crawford

O conjunto de magnitudes, cores e índices fotométricos que constituem o sistema de Strömgren e Crawford foram definidos de maneira a poderem relacionar-se directamente com os parâmetros estelares intrínsecos. Nesse âmbito, esclarece-se seguidamente a importância de cada uma das magnitudes, cores e índices que compõem o sistema fotométrico de *uvby* β .

Magnitude y

A magnitude y relaciona-se com a magnitude aparente V , dado que a região de transmissão máxima do filtro y é muito semelhante à do filtro V do sistema de Jonhson. Deste modo, a magnitude y é utilizada na determinação da magnitude aparente visual (M_v) das estrelas. Esta magnitude é relativamente sensível ao *reddening* (Crawford, 1966).

Magnitude u

O filtro u está localizado na zona do espectro que corresponde à ionização do segundo nível do hidrogénio. Nessa região, a intensidade da absorção cria uma descontinuidade no espectro estelar contínuo - descontinuidade de Balmer - a qual, no caso de estrelas com $5,500\text{ K} \leq T_{ef} \leq 10,000\text{ K}$, está relacionada com o valor da gravidade superficial ($\log(g)$). Desse modo, por um lado, esta magnitude é uma boa indicadora da gravidade superficial nas estrelas da classe F (Relyea & Kurucz, 1978). Por outro lado, uma vez que $g \propto M/R^2$ e que $L \propto R^2 \cdot T_{ef}^4$, então: $L \propto M \cdot T_{ef}^4/g$, representando M , R e L respectivamente a massa, o raio e a luminosidade da estrela. Assim, para o intervalo de temperatura considerado, o valor de $\log(g)$ pode indicar a classe de luminosidade e o estado evolutivo da estrela (Lorenz, 2006). Esta magnitude é menos sensível ao *reddening* (Relyea & Kurucz, 1978).

Índice de cor ($b - y$)

As magnitudes nos filtros b e y são utilizadas para determinar a temperatura efectiva e a cor da estrela, dado que esses filtros se localizam em zonas do espectro onde não existem riscas de absorção fortes, nas estrelas espectralmente pouco evoluídas. Assim, nessa região do espectro, a intensidade do fluxo da radiação varia aproximadamente com a lei de Planck para o corpo negro. Desse modo, o índice ($b - y$) fornece uma medida do gradiente do espectro contínuo, sendo adequado à determinação da temperatura e cor de estrelas das classes F, G e K (Önehag *et al.*, 2009). O índice é sensível ao *reddening* e ao *blanketing* (Relyea & Kurucz, 1978).

Índice de luminosidade c_1

O índice c_1 permite determinar a classe de luminosidade duma estrela, através da comparação da intensidade na descontinuidade de Balmer ($u - v$) com o fluxo na zona de forte absorção do espectro ($v - b$), devida às riscas metálicas (Relyea & Kurucz, 1978). Nesse sentido, a descontinuidade de Balmer é indicadora da temperatura, em estrelas das classes B e A, e da gravidade superficial, em estrelas tardias das classes F e G (Önehag *et al.*, 2009). Este índice é definido pela equação:

$$c_1 = (u - v) - (v - b) = u - 2v + b \quad (3.14)$$

Este índice é relativamente indiferente ao efeito de *blanketing*, pois, embora esse efeito tenha um “peso” no filtro u duas vezes maior do que no filtro v , é praticamente anulado devido à presença dupla da magnitude v na expressão de c_1 . Porém, é sensível ao *reddening*, dada a presença da magnitude b (Relyea & Kurucz, 1978), e mostra dependência em relação à metalicidade, nas estrelas mais ricas em metais (Önehag *et al.*, 2009). Relativamente a esta última questão, Twarog

et al. (2007) argumentam ainda que a sensibilidade de c_1 à metalicidade tem sido geralmente subestimada nas estrelas do disco galáctico ($[Fe/H] \gtrsim -1.00$).

Índice de metalicidade m_1

O índice m_1 permite estimar a metalicidade duma estrela, através da comparação do seu fluxo em zonas de fraca e forte absorção do espectro, sendo definido pela equação:

$$m_1 = (v - b) - (b - y) = v - 2b + y \quad (3.15)$$

Nesse sentido, a especificidade deste índice reside no facto do filtro v se localizar numa região do espectro com forte absorção, ao contrário dos filtros b e y , o que permite a medição da intensidade das riscas metálicas na banda v (Önehag *et al.*, 2009) e torna a diferença entre $(v - b)$ e $(b - y)$ um bom indicador da metalicidade da estrela. É muito sensível ao *reddening*, dada a presença dupla da magnitude b na sua expressão (Relyea & Kurucz, 1978), e, nas estrelas mais quentes, é afectado pela risca H_δ , variando com a temperatura efectiva e a gravidade superficial da estrela (Önehag *et al.*, 2009).

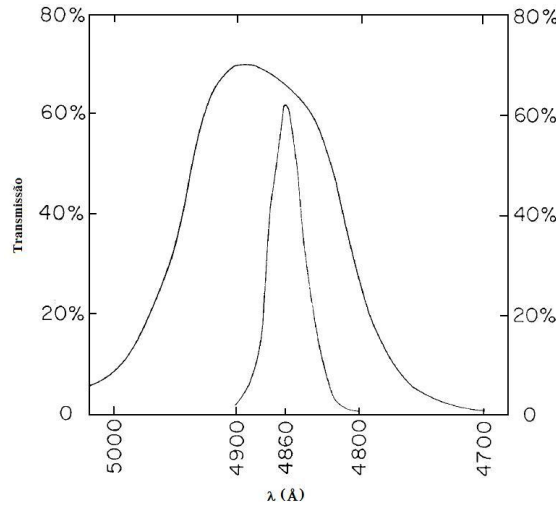


Figura 3.81: Curvas de transmissão sobrepostas dos filtros de Crawford, β_n e β_w (filtros n.º 9 e 10). Fonte (adaptado): Crawford (1966), pág. 171.

Índice β

O índice β permite medir a absorção da radiação na região da risca H_β , relativamente ao espectro contínuo, pois os filtros β_n e β_w estão centrados em torno dessa risca (Önehag *et al.*, 2009), como se pode observar na figura 3.81. Este índice é definido pela equação:

$$\beta = \beta_n - \beta_w \quad (3.16)$$

Como é directamente proporcional à largura da risca H_β representa um bom indicador da temperatura efectiva da estrela. Este índice é independente dos efeitos de extinção e de *reddening*, pois representa a diferença entre duas magnitudes centradas no mesmo comprimento-de-onda e, como tal, afectadas da mesma forma pela massa de ar e pelo excesso de cor. É também independente do efeito de *blanketing*, dado que as larguras dos filtros são suficientemente reduzidas para permitir somente a passagem de informação relativa à risca H_β (Antón, 1995).

Índices δc_1 e δm_1

Os índices δc_1 e δm_1 (Crawford, 1975) permitem medir, respectivamente, a gravidade superficial e a metalicidade da estrela, usando como pontos zero as curvas médias de $\log(g)$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ de certos enxames abertos, como o das Hyades (estrelas jovens, de metalicidade aproximadamente solar). Estes índices são relativamente insensíveis a efeitos de variação de temperatura (Antón, 1995; Önehag *et al.*, 2009), sendo definidos pelas seguintes equações, onde ‘*ind*’ representa β , ou $(b - y)$, conforme o índice utilizado na determinação destes parâmetros:

$$\delta c_1 = c_{1_{est}}(ind) - c_{1_{hyd}}(ind) \quad (3.17)$$

$$\delta m_1 = m_{1_{hyd}}(ind) - m_{1_{est}}(ind) \quad (3.18)$$

O índice δc_1 define-se como a diferença entre o índice de luminosidade da estrela observada, com determinados valores de β , $(b - y)$ e temperatura, e o índice de luminosidade médio de estrelas de enxames abertos que se encontram na ZAMS²⁸ (Hyades, α Persei, Pleiades), e possuem os mesmos valores de β , $(b - y)$ e temperatura (Antón, 1995; Önehag *et al.*, 2009). Assim, δc_1 é um indicador do estado evolutivo da estrela, sendo pouco sensível à metalicidade em estrelas da classe F (Crawford, 1975). Paralelamente, o índice de *blanketing*, δm_1 , semelhante a $\delta(U - B)$ do sistema de Johnson, define-se como a diferença entre o índice de metalicidade médio das estrelas Hyades, com determinados valores de β e $(b - y)$, e o índice de metalicidade da estrela observada, com os mesmos valores de β e $(b - y)$. Desse modo, δm_1 é inversamente proporcional à abundância de metais (Antón, 1995).

3.2.4 Sistema de observação para sistema instrumental

A aplicação das magnitudes e índices, anteriormente definidos, na determinação de parâmetros estelares fundamentais, implica, inicialmente, a sua transformação do sistema de *observação* (magnitudes não calibradas) para o sistema *instrumental* (magnitudes corrigidas do efeito de extinção).

²⁸ “Zero Age Main Sequence”

Nesse contexto, a magnitude duma estrela observada (m_{obs}) relaciona-se com a magnitude instrumental, detectada na ausência de atmosfera terrestre (m_{inst}), através da seguinte expressão:

$$m_{inst} = m_{obs} - K_m \cdot X \quad (3.19)$$

Nesta equação, K_m representa o coeficiente de extinção da magnitude (m) e X representa a massa de ar, calculada no momento de observação da estrela. Para os índices fotométricos, definidos como diferenças de magnitudes e de cores, aplica-se a mesma expressão.

Massa de ar (X)

Nas imagens provenientes do telescópio YALO, os valores referentes a (X) e aos parâmetros necessários ao seu cálculo – latitude (lat) do lugar, ascensão recta (α) e declinação (δ) da imagem, e ângulo horário (HA) no momento da observação – já se encontravam expressos no cabeçalho das imagens FITS, para cada noite. Desse modo, não foi necessário proceder ao seu cálculo na redução de dados. Não obstante, considera-se pertinente descrever as equações aplicadas na determinação da massa de ar. Nesse sentido, o seu cálculo é efectuado através da expressão (Walker, 1987):

$$X = \sec z - 1.82 \times 10^{-3} \cdot (\sec z - 1) - 2.88 \times 10^{-3} \cdot (\sec z - 1)^2 - 8.08 \times 10^{-4} \cdot (\sec z - 1)^3 \quad (3.20)$$

Nesta equação, (z) representa a distância zenital aparente, relacionada com a distância zenital real (z_r), pela seguinte expressão (Green, 1985):

$$z = z_r - 3.10 \times 10^{-4} \cdot \tan z_r - 3.00 \times 10^{-8} \cdot \tan^3 z_r \quad (3.21)$$

A determinação da distância zenital real (z_r) é efectuada através da seguinte equação:

$$z_r = \arccos(\sin \delta \cdot \sin lat + \cos \delta \cdot \cos lat \cdot \cos(HA - \alpha)) \quad (3.22)$$

Equações de transformação

Após a determinação do valor da massa de ar, e atendendo a que a atmosfera dispersa selectivamente a radiação, em função do comprimento-de-onda, é necessário calcular os coeficientes de extinção para cada magnitude e índice fotométrico. Para tal, aplicam-se as seguintes expressões, em que os diversos coeficientes (K_m) são calculados por regressão linear das respectivas magnitudes e índices observados, em função de X (adaptado de Crawford & Barnes, 1970):

$$(b - y)_{inst} = (b - y)_{obs} - K_{(b-y)} \cdot X \quad (3.23)$$

$$\beta_{inst} = \beta_{obs} - K_{\beta} \cdot X \quad (3.24)$$

$$y_{inst} = y_{obs} - K_y \cdot X \quad (3.25)$$

$$c_{1_{inst}} = c_{1_{obs}} - K_{c_1} \cdot X \quad (3.26)$$

$$m_{1_{inst}} = m_{1_{obs}} - K_{m_1} \cdot X \quad (3.27)$$

Relativamente à equação do índice β (3.24), é essencial notar que $K_\beta = 0$, teoricamente. Isso deve-se ao facto desse índice não depender da massa de ar, como se referiu na subsecção 3.2.3. Com a determinação das magnitudes e índices instrumentais, corrigidos do efeito de extinção, termina o processo de transformação do sistema de observação para o sistema instrumental.

3.2.5 Sistema instrumental para sistema padrão

A fase seguinte na determinação dos parâmetros estelares intrínsecos envolve a sua transformação do sistema instrumental para o sistema *padrão* (conjunto de magnitudes corrigidas dos efeitos instrumentais). Tal como sucedeu na calibração do sistema de observação para o sistema instrumental, esta transformação também envolve a aplicação dum conjunto de equações próprias para cada magnitude e índice fotométrico. Esse conjunto de equações, cuja resolução não é tão trivial quanto a das antecedentes, é descrito na subsecção seguinte.

Equações de transformação

As equações básicas de transformação do sistema instrumental para o sistema padrão, para os diferentes índices, são as seguintes (adaptado de Crawford *et al.*, 1970):

$$(b - y)_{std} = A_0 + A_{11} \cdot (b - y)_{inst} + A_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.28)$$

$$\beta_{std} = B_0 + B_{11} \cdot \beta_{inst} + B_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.29)$$

$$V_{std} = C_0 + C_{11} \cdot y_{inst} + C_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.30)$$

$$c_{1_{std}} = D_0 + D_{11} \cdot c_{1_{inst}} + D_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.31)$$

$$m_{1_{std}} = E_0 + E_{11} \cdot m_{1_{inst}} + E_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.32)$$

Nestas expressões, os coeficientes A_{11}, \dots, E_{11} representam a dependência relativa à cor instrumental. Os coeficientes A_{31}, \dots, E_{31} representam a dependência relativa ao índice $(b - y)_{std}$. Os coeficientes A_0, \dots, E_0 representam as magnitudes e índices no ponto zero, resultantes da soma (3.33) dos termos independentes das regressões lineares, em função da respectiva cor instrumental (A_{10}, \dots, E_{10}) e de $(b - y)_{std}$ (A_{30}, \dots, E_{30}), como se descreverá mais adiante.

$$\begin{cases} A_0 = A_{10} + A_{30} \\ \vdots & \vdots & \vdots \\ E_0 = E_{10} + E_{30} \end{cases} \quad (3.33)$$

Relativamente à magnitude y , note-se que se usou V_{std} para definir a magnitude y padrão. Isto advém do facto da magnitude y estar associada à magnitude aparente visual (V), como se referiu na subsecção 3.2.3. Desse modo, é válido afirmar que $V_{std} \equiv y_{std}$.

Para além das dependências assumidas nas equações 3.28 a 3.32, considerou-se pertinente avaliar a existência duma dependências relativa ao tempo de observação (UT), para corrigir qualquer variação na resposta do sistema de detecção, ao longo da observação. Desse modo, foram adicionados termos lineares em UT nessas equações, ponderados pelos coeficientes A_{41}, \dots, E_{41} :

$$(b - y)_{std} = A_{00} + A_{11} \cdot (b - y)_{inst} + A_{31} \cdot (b - y)_{std} + A_{41} \cdot UT \quad (3.34)$$

$$\beta_{std} = B_{00} + B_{11} \cdot \beta_{inst} + B_{31} \cdot (b - y)_{std} + B_{41} \cdot UT \quad (3.35)$$

$$V_{std} = C_{00} + C_{11} \cdot y_{inst} + C_{31} \cdot (b - y)_{std} + C_{41} \cdot UT \quad (3.36)$$

$$c_{1_{std}} = D_{00} + D_{11} \cdot c_{1_{inst}} + D_{31} \cdot (b - y)_{std} + D_{41} \cdot UT \quad (3.37)$$

$$m_{1_{std}} = E_{00} + E_{11} \cdot m_{1_{inst}} + E_{31} \cdot (b - y)_{std} + E_{41} \cdot UT \quad (3.38)$$

Nestas expressões, os coeficientes A_{00}, \dots, E_{00} representam as novas magnitudes e índices no ponto zero, resultantes da soma (3.39) dos anteriores coeficientes A_0, \dots, E_0 , com os termos independentes das regressões lineares em função de UT (A_{40}, \dots, E_{40}), como se verá em seguida, na descrição da metodologia implementada no cálculo de todos os coeficientes.

$$\left\{ \begin{array}{l} A_{00} = A_0 + A_{40} \\ \vdots \quad \quad \quad \vdots \\ E_{00} = E_0 + E_{40} \end{array} \right. \quad (3.39)$$

3.2.6 Determinação dos coeficientes de calibração

O cálculo dos coeficientes A_{00}, \dots, E_{41} foi executado por ferramentas informáticas desenvolvidas para o efeito, no âmbito deste trabalho. Os processos de regressão linear, nos quais se baseou esse cálculo, foram os mesmos seguidos por Antón (1995), havendo, no entanto, algumas diferenças na aplicação desses métodos, que convém explicitar. Nesse contexto, o cálculo dos coeficientes de transformação efectuou-se conjuntamente com o dos coeficientes de extinção, tendo-se utilizado as estrelas padrão e as de extinção em conjunto, para os cálculos. Esta situação tem uma razão prática, relacionada com o número de estrelas de calibração em cada noite. Por razões estatísticas, associadas ao aparecimento de erros sistemáticos na calibração entre sistemas (Stetson, 2005), o número de estrelas padrão e de extinção observadas deve ser o maior possível. Nesse sentido, devem observar-se, entre 20 a 25 estrelas padrão e 4 a 5 de extinção (Antón, 1995), para várias massas de ar, em cada noite.

No entanto, no conjunto das imagens analisadas neste estudo, provenientes do projecto YALO, o número combinado de estrelas padrão e de extinção, observadas em cada noite, não excedeu as 17, encontrando-se a média em torno das 10 estrelas (padrão+extinção), por noite.

Assim, esta circunstância, potencialmente devida ao limite de tempo de observação concedido, em conjugação com os prolongados tempos de integração necessários para as estrelas de programa, obrigou a cuidados redobrados na determinação dos coeficientes de extinção e de transformação para o sistema padrão, como se verá posteriormente. Não obstante, tendo em consideração que as estrelas de extinção escolhidas têm magnitudes e índices com valores semelhantes aos das estrelas padrão²⁹, considerou-se pertinente utilizá-las conjuntamente para os cálculos de regressão linear em ambas as transformações (sistema de observação para instrumental e instrumental para padrão). Dessa forma, determinaram-se os coeficientes de extinção e de transformação, avaliando, simultaneamente, as dependências em relação à cor instrumental, ao índice $(b - y)_{std}$ e a UT .

Nesse contexto, o programa desenvolvido juntou todas as estrelas padrão e de extinção, e efectuou regressões lineares sequenciais, para determinar a extinção em todas as magnitudes e índices de cor, seguida das restantes dependências. Dessa forma, em vez de fazer o ajuste de todos os parâmetros simultaneamente, atribuindo igual importância a todos eles, o programa fez o ajuste em três etapas, o que permitiu avaliar cada dependência separadamente, sem influenciar as restantes. Para explicitar a dependência relativa à massa de ar nas equações 3.34 a 3.38, substituíram-se as variáveis de magnitudes e índices instrumentais $((b - y)_{inst}, \dots, m_{1_{inst}})$ pelas definições dadas nas equações 3.23 a 3.27. Obtiveram-se assim as seguintes equações:

$$(b - y)_{std} = A_{00} + A_{11} \cdot (b - y)_{obs} + A_{21} \cdot X + A_{31} \cdot (b - y)_{std} + A_{41} \cdot UT \quad (3.40)$$

$$\beta_{std} = B_{00} + B_{11} \cdot \beta_{obs} + B_{21} \cdot X + B_{31} \cdot (b - y)_{std} + B_{41} \cdot UT \quad (3.41)$$

$$V_{std} = C_{00} + C_{11} \cdot y_{obs} + C_{21} \cdot X + C_{31} \cdot (b - y)_{std} + C_{41} \cdot UT \quad (3.42)$$

$$c_{1_{std}} = D_{00} + D_{11} \cdot c_{1_{obs}} + D_{21} \cdot X + D_{31} \cdot (b - y)_{std} + D_{41} \cdot UT \quad (3.43)$$

$$m_{1_{std}} = E_{00} + E_{11} \cdot m_{1_{obs}} + E_{21} \cdot X + E_{31} \cdot (b - y)_{std} + E_{41} \cdot UT \quad (3.44)$$

Nestas expressões, os coeficientes A_{00}, \dots, E_{00} mantêm o significado das expressões 3.39, e os coeficientes A_{21}, \dots, E_{21} são definidos da seguinte maneira:

$$\left\{ \begin{array}{l} A_{21} = -A_{11} \cdot K_{(b-y)} \\ B_{21} = -B_{11} \cdot K_{\beta} \\ C_{21} = -C_{11} \cdot K_y \\ D_{21} = -D_{11} \cdot K_{c_1} \\ E_{21} = -E_{11} \cdot K_{m_1} \end{array} \right. \quad (3.45)$$

Genericamente, as equações 3.40 a 3.44 apresentam a forma:

$$m_{std} = a_{00} + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} + a_{41} \cdot UT \quad (3.46)$$

²⁹ Ver as tabelas A.1 e A.2, no apêndice A, para referências sobre estas estrelas.

O primeiro passo consistiu em computar a dependência relativa à massa de ar (X). Para tal, considerou-se a seguinte equação, em aproximação de primeira ordem:

$$m'_{std} = a_{10} + a_{11} \cdot m_{inst} \quad (3.47)$$

Substituindo m_{inst} pela sua definição (equação 3.19), obteve-se:

$$m'_{std} = a_{10} + a_{11} \cdot (m_{obs} - K_m \cdot X) = a_{10} + a_{11} \cdot m_{obs} - a_{11} \cdot K_m \cdot X \quad (3.48)$$

Obtiveram-se, assim, os três primeiros termos da equação 3.46 (fazendo $a_0 \equiv a_{00}$):

$$m'_{std} = a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X \quad (3.49)$$

Nesta expressão, os coeficientes a_0 , a_{11} e a_{21} são definidos da seguinte maneira:

$$\begin{cases} a_0 = a_{10} \\ a_{11} = a_{11} \\ a_{21} = -a_{11} \cdot K_m \end{cases} \quad (3.50)$$

Apesar de, teoricamente, a equação 3.49 ser suficiente para realizar a regressão linear em função de X , uma vez que estavam a ser usadas, em conjunto, estrelas com diferentes magnitudes, não se pôde fazer um ajuste directo entre as magnitudes observadas e X . Neste caso, a quantidade conservada, qualquer que seja a magnitude da estrela, é a diferença de magnitudes ($m'_{std} - m_{obs}$), que está correlacionada apenas com X . Desse modo, fez-se um ajuste envolvendo m'_{std} como variável independente, em vez de m_{obs} , mais sujeita a erros. Nesse sentido, subtraindo m_{inst} em ambos os membros da equação 3.47 e usando a própria equação, obteve-se:

$$m'_{std} - m_{inst} = a_{10} + \frac{a_{11} - 1}{a_{11}} \cdot (m'_{std} - a_{10}) = \frac{a_{10}}{a_{11}} + \frac{a_{11} - 1}{a_{11}} \cdot m'_{std} \quad (3.51)$$

Substituindo, novamente, m_{inst} pela sua definição (equação 3.19), obteve-se:

$$\begin{aligned} m'_{std} - (m_{obs} - K_m \cdot X) &= \frac{a_{10}}{a_{11}} + \frac{a_{11}-1}{a_{11}} \cdot m'_{std} \Leftrightarrow \\ \Leftrightarrow m'_{std} - m_{obs} &= \frac{a_{10}}{a_{11}} + \frac{a_{11}-1}{a_{11}} \cdot m'_{std} - K_m \cdot X \end{aligned} \quad (3.52)$$

A expressão anterior pode escrever-se como:

$$\Delta m'_{std} \equiv m'_{std} - m_{obs} = b_0 + b_1 \cdot m'_{std} + b_2 \cdot X \quad (3.53)$$

Esta foi a equação utilizada no programa informático para a regressão linear em X . Como a quantidade m'_{std} é constante para uma dada estrela de calibração (assumindo que $m'_{std} \simeq m_{std}$), então $\Delta m'_{std}$ depende apenas de X . Da regressão linear, obtiveram-se os coeficientes b_0 , b_1 e b_2 . Paralelamente, igualando as expressões 3.52 e 3.53, esses coeficientes definem-se como:

$$\begin{cases} b_0 = \frac{a_{10}}{a_{11}} \\ b_1 = \frac{a_{11}-1}{a_{11}} \\ b_2 = -K_m \end{cases} \quad (3.54)$$

Dadas as anteriores definições (3.54) e as relações estabelecidas em 3.50, os coeficientes a_0 , a_{11} e a_{21} , da equação 3.49, foram determinados da seguinte forma:

$$\begin{cases} a_0 = a_{10} \\ a_{11} = a_{11} \\ a_{21} = a_{11} \cdot (-K_m) \end{cases} \Leftrightarrow \begin{cases} a_0 = a_{11} \cdot b_0 \\ a_{11} = \frac{1}{1-b_1} \\ a_{21} = a_{11} \cdot b_2 \end{cases} \Leftrightarrow \begin{cases} a_0 = \frac{b_0}{1-b_1} \\ a_{11} = \frac{1}{1-b_1} \\ a_{21} = \frac{b_2}{1-b_1} \end{cases} \quad (3.55)$$

Após o cálculo dos coeficientes associados à dependência em X , o segundo passo consistiu em computar a dependência relativa a $(b - y)_{std}$. Para tal, o programa efectuou um ajuste dos resíduos do passo anterior³⁰, em função de $(b - y)_{std}$, através da expressão seguinte, que representa uma aproximação melhor à equação de m_{std} (3.46):

$$\begin{aligned} m''_{std} &= a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + (a_{30} + a_{31} \cdot (b - y)_{std}) \Leftrightarrow \\ &\Leftrightarrow m''_{std} - (a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X) = a_{30} + a_{31} \cdot (b - y)_{std} \end{aligned} \quad (3.56)$$

Dada a equação 3.49, a expressão anterior pode escrever-se como:

$$\Delta m''_{std} \equiv m''_{std} - m'_{std} = c_0 + c_1 \cdot (b - y)_{std} \quad (3.57)$$

Esta foi a equação utilizada no programa informático para a regressão linear em $(b - y)_{std}$. Nessa expressão, os coeficientes c_0 e c_1 são definidos como:

$$\begin{cases} c_0 = a_{30} \\ c_1 = a_{31} \end{cases} \quad (3.58)$$

Dessa forma, determinaram-se os coeficientes a_{30} e a_{31} . Com a sua determinação, obteve-se a aproximação da equação de m_{std} (3.46), nos termos em $(b - y)_{std}$:

$$\begin{aligned} m''_{std} &= a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{30} + a_{31} \cdot (b - y)_{std} \Leftrightarrow \\ &= a_0 + a_{30} + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} \end{aligned} \quad (3.59)$$

Das definições de 3.50, tem-se: $a_0 = a_{10}$. Redefinindo a_0 , como sendo: $a_0 = a_{10} + a_{30}$, obtém-se a seguinte equação:

$$m''_{std} = a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} \quad (3.60)$$

Esta é a expressão genérica das equações 3.28 a 3.32 (aqui com a dependência explícita em X), adaptadas de Crawford *et al.* (1970), derivando as definições dos coeficientes $A_0 \dots, E_0$ (3.33) da redefinição do coeficiente a_0 .

Após o cálculo dos coeficientes associados à dependência em $(b - y)_{std}$, o terceiro passo consistiu em computar a dependência relativa a UT . Para tal, o programa efectuou um ajuste dos

³⁰ Os resíduos são aqui definidos como a diferença entre as magnitudes padrão calculadas e as tabeladas.

resíduos do passo anterior ($m''_{std} - m_{std}$), em função de UT , através da expressão seguinte, que representa a aproximação final da equação de m_{std} (3.46):

$$\begin{aligned} m_{std} &= a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} + (a_{40} + a_{41} \cdot UT) \Leftrightarrow \\ &\Leftrightarrow m_{std} - (a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std}) = a_{40} + a_{41} \cdot UT \end{aligned} \quad (3.61)$$

Dada a equação 3.60, a expressão anterior pode escrever-se como:

$$\Delta m_{std} \equiv m_{std} - m''_{std} = d_0 + d_1 \cdot (b - y)_{std} \quad (3.62)$$

Esta foi a equação utilizada no programa informático para a regressão linear em UT . Nessa expressão, os coeficientes d_0 e d_1 são definidos como:

$$\begin{cases} d_0 = a_{40} \\ d_1 = a_{41} \end{cases} \quad (3.63)$$

Dessa forma, determinaram-se os coeficientes a_{40} e a_{41} . Com a sua determinação, obteve-se a aproximação final da equação de m_{std} (3.46), nos termos em UT :

$$\begin{aligned} m_{std} &= a_0 + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} + a_{40} + a_{41} \cdot UT \Leftrightarrow \\ &= a_0 + a_{40} + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} + a_{41} \cdot UT \end{aligned} \quad (3.64)$$

Definindo o coeficiente a_{00} , tal que: $a_{00} = a_0 + a_{40}$, onde $a_0 = a_{10} + a_{30}$, obtém-se a equação:

$$m_{std} = a_{00} + a_{11} \cdot m_{obs} + a_{21} \cdot X + a_{31} \cdot (b - y)_{std} + a_{41} \cdot UT \quad (3.65)$$

Esta é a expressão inicial de m_{std} (3.46), com as dependências explícitas em X , $(b - y)_{std}$ e UT , que representa genericamente as equações 3.40 a 3.44 (e as equações 3.34 a 3.38, sem dependência explícita em X). As definições dos coeficientes $A_{00} \dots, E_{00}$ (3.39) derivam da definição do coeficiente a_{00} , que representa a soma dos termos independentes ($a_{10} + a_{30} + a_{40}$), obtidos através das diferentes regressões lineares, feitas sequencialmente.

Equações de calibração finais

A determinação dos coeficientes de calibração, a partir das estrelas padrão e de extinção, seguiu a sequência dos índices representados nas equações 3.40 a 3.44 (que é a mesma das equações 3.28 a 3.32 e das equações 3.34 a 3.38), e que se apresenta novamente aqui:

$$(b - y)_{std} = A_{00} + A_{11} \cdot (b - y)_{obs} + A_{21} \cdot X + A_{31} \cdot (b - y)_{std} + A_{41} \cdot UT \quad (3.66)$$

$$\beta_{std} = B_{00} + B_{11} \cdot \beta_{obs} + B_{21} \cdot X + B_{31} \cdot (b - y)_{std} + B_{41} \cdot UT \quad (3.67)$$

$$V_{std} = C_{00} + C_{11} \cdot y_{obs} + C_{21} \cdot X + C_{31} \cdot (b - y)_{std} + C_{41} \cdot UT \quad (3.68)$$

$$c_{1std} = D_{00} + D_{11} \cdot c_{1obs} + D_{21} \cdot X + D_{31} \cdot (b - y)_{std} + D_{41} \cdot UT \quad (3.69)$$

$$m_{1std} = E_{00} + E_{11} \cdot m_{1obs} + E_{21} \cdot X + E_{31} \cdot (b - y)_{std} + E_{41} \cdot UT \quad (3.70)$$

No caso do índice $(b - y)$, é importante notar que $A_{31} = 0$, uma vez que o índice $(b - y)$ padrão não pode depender dele próprio. Quanto ao índice β , é essencial referir que $B_{31} = 0$, pois, como foi descrito na subsecção 3.2.3, teoricamente, ambas as magnitudes utilizadas no seu cálculo (β_n e β_w) são afectadas da mesma forma pelo desvio de cor, sendo o seu efeito anulado pela diferença das duas. Como este índice também não depende de X , pela mesma razão, tem-se ainda: $B_{21} = 0$ e $B_{11} = 1$. Isto significa que o cálculo do índice β padrão se resume, praticamente, à determinação dum valor de ponto zero (Önehag *et al.*, 2009), considerando desprezáveis as eventuais dependências em UT .

Relativamente à magnitude V , como esta se relaciona directamente com a magnitude y ³¹, qualquer variação que ocorra nesta última, afecta a primeira na mesma proporção. Assim, teoricamente, assume-se que $C_{11} = 1$. De acordo com as razões teóricas anteriormente descritas, as equações finais de calibração dos vários índices são as seguintes:

$$(b - y)_{std} = A_{00} + A_{11} \cdot (b - y)_{obs} + A_{21} \cdot X + A_{41} \cdot UT \quad (3.71)$$

$$\beta_{std} = B_{00} + \beta_{obs} + B_{41} \cdot UT \quad (3.72)$$

$$V_{std} = C_{00} + y_{obs} + C_{21} \cdot X + C_{31} \cdot (b - y)_{std} + C_{41} \cdot UT \quad (3.73)$$

$$c1_{std} = D_{00} + D_{11} \cdot c1_{obs} + D_{21} \cdot X + D_{31} \cdot (b - y)_{std} + D_{41} \cdot UT \quad (3.74)$$

$$m1_{std} = E_{00} + E_{11} \cdot m1_{obs} + E_{21} \cdot X + E_{31} \cdot (b - y)_{std} + E_{41} \cdot UT \quad (3.75)$$

Com estas equações, em primeiro lugar computaram-se os coeficientes do índice $(b - y)$ (equação 3.71), para determinar o seu valor padrão $((b - y)_{std})$, pois este foi usado no cálculo da dependência em $(b - y)_{std}$. Posteriormente, calcularam-se os coeficientes dos restantes índices e magnitudes instrumentais (equações 3.72 a 3.75), para determinar os respectivos valores padrão. Durante as regressões lineares, sempre que o número de pontos de ajuste o permitia, rejeitaram-se os pontos que estivessem para lá dum dado limite $N \cdot \sigma$ da recta de ajuste, podendo determinar-se o número máximo de iterações para o ajuste. Os pontos rejeitados foram marcados com peso nulo (0), para não participarem nos cálculos em iterações posteriores.

3.2.7 Verificação dos coeficientes de calibração

Em geral, cada noite possuía um conjunto maior de pontos de ajuste em massas de ar reduzidas ($1 \leq X \leq 1.5$) e dois ou três pontos em massas de ar maiores ($1.8 \leq X \leq 2.2$). Uma primeira análise gráfica das regressões lineares dos vários índices, em função de X , revelou que o cálculo das rectas de ajuste era muito perturbado por pontos com grandes desvios em relação às mesmas, em especial pelos situados nas extremidades dos gráficos ($X \simeq 1$ e $X \simeq 2$),

³¹ Ver definição da magnitude y na subsecção 3.2.3.

e particularmente nas noites com um pequeno número de estrelas de calibração (menos de 10). De facto, alguns dos coeficientes, obtidos a partir do algoritmo descrito na subsecção anterior, apresentaram valores bastante anómalos e com erros sistemáticos nas calibrações, como indicado por Stetson (2005), resultando em calibrações deficientes num número considerável de noites.

Nesse sentido, verificou-se que também que o algoritmo de rejeição, baseado numa distribuição normal (guassiana)³², não era eficaz com um número tão reduzido de pontos. Por esse motivo, a remoção dos pontos mais desviados teve de ser feita manualmente, a partir da análise gráfica e numérica, pois não se conseguiu aplicar um algoritmo de remoção mais eficaz, em tempo útil. Assim, numa primeira abordagem, rejeitaram-se os pontos com $X \gtrsim 1.8$, correspondentes a distâncias zenitais $\gtrsim 60^\circ$, pois verificou-se que estes apresentavam desvios entre os valores observados e os valores tabelados superiores a 2.5σ . Esta situação está relacionada com o facto do efeito de extinção não variar linearmente com a distância zenital, sendo a sua intensidade tanto maior quanto mais próxima a estrela estiver do horizonte.

Após a remoção dos pontos com essas características, recalcularam-se os coeficientes, e reanalisaram-se, graficamente, os desvios dos índices em função de X , efectuando novas remoções, se necessário e apenas quando o número de pontos o permitia. Estes procedimentos requereram cuidado, pois, dado o reduzido número de pontos, a remoção dum deles, aparentemente desviado, podia provocar a variação brusca do declive da recta num ou mais índices, invalidando a rejeição. Para além disso, verificou-se, nalguns casos, que a remoção dum ponto podia beneficiar um índice e prejudicar outro. Como tal, foi necessário repetir estas etapas para cada índice, até se determinarem os coeficientes apropriados para cada um, notando-se que os pontos removidos num índice nem sempre coincidiram com os excluídos noutros. Esta metodologia foi repetida para cada noite, na tentativa de que os desvios médios dos resíduos dos coeficientes de calibração se tornassem inferiores a $0.1\ mag$.

Posteriormente, analisaram-se numericamente os resíduos da calibração. Dessa análise, observou-se que os procedimentos anteriores deram resultados positivos nas noites com maior número de pontos, estabilizando os coeficientes em valores aceitáveis para a média das observações. No entanto, nas noites com menor número de pontos, essa metodologia não produziu resultados apreciáveis. Nesse sentido, é necessário perceber que o método dos mínimos quadrados, no qual se baseou a regressão linear efectuada, produz oscilações apreciáveis em amostras com poucos pontos. Isso sucede, porque o erro no ajuste duma recta aumenta com a redução dos pontos.

Dada a necessidade de obter os coeficientes de calibração correctos em tempo útil para todas as noites, optou-se por uma estratégia mais *ad hoc* de cálculo desses coeficientes. Essa estratégia

³² Para uma amostra constituída por poucos pontos, a distribuição mais eficaz é a t de Student (Abreu *et al.*, 1994).

baseou-se num raciocínio simples. Por um lado, dado que os coeficientes instrumentais, associados a um mesmo equipamento, se deveriam manter relativamente inalterados de noite para noite, num mesmo período³³, era razoável supor que os coeficientes instrumentais obtidos em noites com bons ajustes também serviriam para as restantes noites dum mesmo período. Por outro lado, no caso dos coeficientes de extinção, embora estes sejam variáveis, essa variação não deveria ser tão grande que os afastasse consideravelmente do seu valor médio, calculado a partir de observações no mesmo local (CTIO), em vários anos consecutivos. Dessa forma, usando os valores médios dos coeficientes de extinção como base para uma regressão linear, pensou-se obter as oscilações próprias de cada noite e aplicar esses desvios aos coeficientes médios, para calcular os seus coeficientes de extinção.

Para colocar em prática esta estratégia, utilizou-se a metodologia que se descreve em seguida. Inicialmente, usou-se o algoritmo de regressão linear original para determinar os coeficientes de calibração das várias noites, com o melhor ajuste possível em todas as noites. Em seguida analisaram-se os coeficientes de ponto zero ($A_{00} \dots, E_{00}$) das várias noites, para verificar se havia alterações significativas dos seus valores, indicando uma qualquer mudança nos equipamentos, com a consequente alteração dos coeficientes de calibração instrumental intrínsecos. Nas noites de 1997 e 2000 não se notaram alterações apreciáveis dos pontos zero, em cada ano. Mas em 1998, notou-se a existência de dois períodos com coeficientes de calibração médios ligeiramente distintos. O primeiro período abrangeu as noites 3 a 37 e o segundo período abrangeu as noites 42 a 47.

Posteriormente, tendo em atenção a existência desses períodos, reuniram-se os coeficientes das noites com melhores ajustes em cada índice. Em seguida, fez-se uma média desses valores. As tabelas C.1 a C.4, do apêndice C, sumarizam os coeficientes instrumentais médios dos diversos índices, com os respectivos desvios padrão, para os períodos de observação – 1997, 1998a, 1998b³⁴ e 2000. O parâmetro N indica o número de pontos usados no cálculo da média. Como exemplo, a tabela 3.14 sumariza os coeficientes do índice $(b - y)$ em 1997 e 1998. Note-se que $A_{31} = 0$, consecutivamente. Paralelamente, os valores simétricos dos pontos zero, entre 1998 e 1997, devem-se ao facto de se terem utilizado equipamentos diferentes nesses períodos de observação.

Tabela 3.14: Coeficientes instrumentais do índice $(b - y)$ em 1997 e 1998.

Período	A_{00}	$\sigma_{A_{00}}$	A_{11}	$\sigma_{A_{11}}$	A_{31}	$\sigma_{A_{31}}$	A_{41}	$\sigma_{A_{41}}$	N
1997	-0.1492	0.0217	1.0710	0.0176	0.0000	0.0000	-0.0003	0.0013	5
1998a	0.1719	0.0284	0.9104	0.0237	0.0000	0.0000	-0.0011	0.0019	14
1998b	0.1689	0.0177	0.8023	0.0127	0.0000	0.0000	0.0011	0.0019	3

³³ Exceptuam-se os casos de alteração dos parâmetros electrónicos e de limpeza, manutenção, ou substituição de peças.

³⁴ As designações 1998a e 1998b indicam os períodos das noites 3 a 37, e das noites 42 a 47, respectivamente.

Relativamente aos coeficientes de extinção, fez-se também uma média dos valores obtidos nas noites com melhores ajustes, adicionando os valores médios conhecidos doutros anos³⁵. A tabela 3.15 sumariza os valores médios calculados para os vários coeficientes, com os respectivos desvios padrão. Mais uma vez, o parâmetro N indica o número de pontos usados no cálculo da média. Note-se que o valor médio de β é muito reduzido, próximo de zero, como era esperado.

Tabela 3.15: Coeficientes de extinção médios, e respectivos desvios padrão, para todos os períodos.

Índice	a_{21}	$\sigma_{a_{21}}$	N
$(b - y)$	-0.045	0.019	24
β	-0.001	0.003	31
y	-0.127	0.020	25
c_1	-0.158	0.011	28
m_1	-0.063	0.026	22

Após a determinação de todos os coeficientes médios de calibração instrumental e de extinção, os mesmos foram aplicados aos índices observados das estrelas padrão e de extinção das várias noites, em cada período. Posteriormente, fez-se a diferença entre esses novos índices “calibrados” e os índices tabelados para essas estrelas. De seguida, efectuou-se uma regressão linear em função de X e obtiveram-se os desvios dos coeficientes de extinção (δ), próprias de cada noite, nos vários períodos. Esses desvios foram então adicionados aos coeficientes de extinção e de ponto zero médios, previamente calculados. Os desvios dos coeficientes de extinção e pontos zero, determinados em todas as noites dos diversos períodos, encontram-se sumarizados nas tabelas C.5 ($(b - y)$), C.6 (β), C.7 (y), C.8 (c_1) e C.9 (m_1), do apêndice C, com as respectivas dispersões e desvio padrão (RMS). Relativamente ao índice β , como se assumiu que é independente da massa de ar, a sua tabela contém apenas os desvios relativos ao ponto zero.

Comparando os coeficientes determinados neste trabalho com os de Antón (1995), notou-se que as dispersões obtidas para os resíduos eram maiores³⁶, o que indica, claramente, que o número de estrelas de calibração observadas por noite foi insuficiente, e que a estratégia utilizada, apesar de eficaz, não garantiu uma precisão da ordem das milésimas, indicada para fotometria $uvby\beta$.

Não obstante, os valores das magnitudes e índices padrão para as estrelas de calibração, nos vários períodos, eram consistentes, com dispersões médias dos resíduos, nos vários índices, próximas de $0\ mag$ e desvios padrão entre 0.01 e $0.05\ mag$, como se pode observar nos histogramas das figuras 3.82 a 3.86. O cálculo dos resíduos médios, foi efectuado com um conjunto de 312 pontos

³⁵ Neste caso, recorreu-se aos valores médios de 1994 e 1995, cujas observações também foram usadas neste trabalho.

³⁶ As dispersões obtidas com o anterior método atingiram as centésimas de magnitude, enquanto que, em Antón (1995), as dispersões foram da ordem das milésimas de magnitude.

em cada índice/magnitude, sendo rejeitados os pontos com desvio superior a 3σ . Os índices c_1 e β foram os mais consistentes, com desvios padrão respectivos de 0.02 e 0.01 *mag*. Os índices $(b-y)$ e m_1 apresentaram uma dispersão de 0.04 *mag*, estando o índice m_1 desviado para um valor ligeiramente negativo (≈ -0.01 *mag*). Já o índice y foi o que apresentou maior dispersão, com um desvio padrão de 0.05 *mag*.

Considerou-se então que os coeficientes de transformação eram razoavelmente fiáveis, apesar das dispersões algo elevadas para fotometria *uvby* β de Strömgren. Os novos coeficientes de transformação foram então aplicados às estrelas em estudo, para obter as magnitudes e índices no sistema padrão (V_{std} , $(b-y)_{std}$, c_{1std} , m_{1std} e β_{std}). Nas subsecções seguintes, assume-se a simbologia usual, em que os índices padrão são representados sem o subscrito ‘std’: $V \equiv V_{std}$, $(b-y) \equiv (b-y)_{std}$, $c_1 \equiv c_{1std}$, $m_1 \equiv m_{1std}$, $\beta \equiv \beta_{std}$.

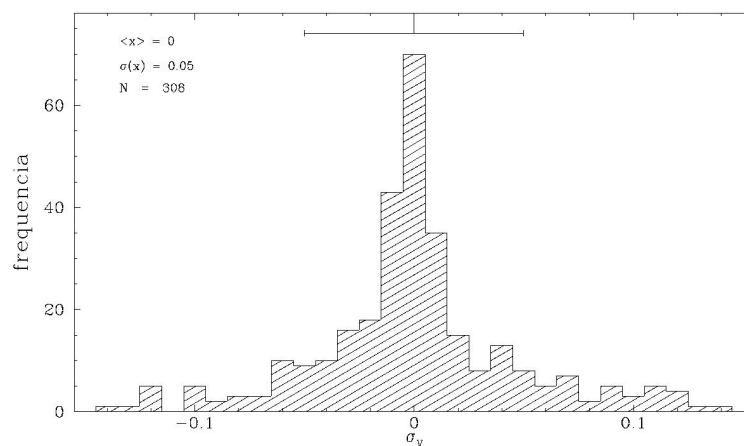


Figura 3.82: Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude V .

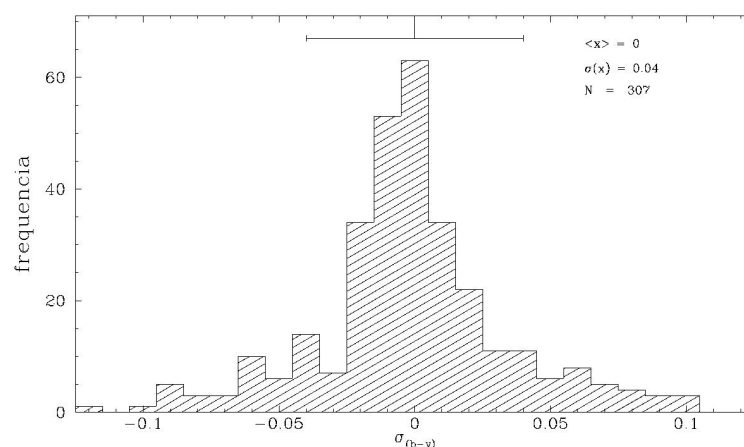


Figura 3.83: Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude $(b-y)$.

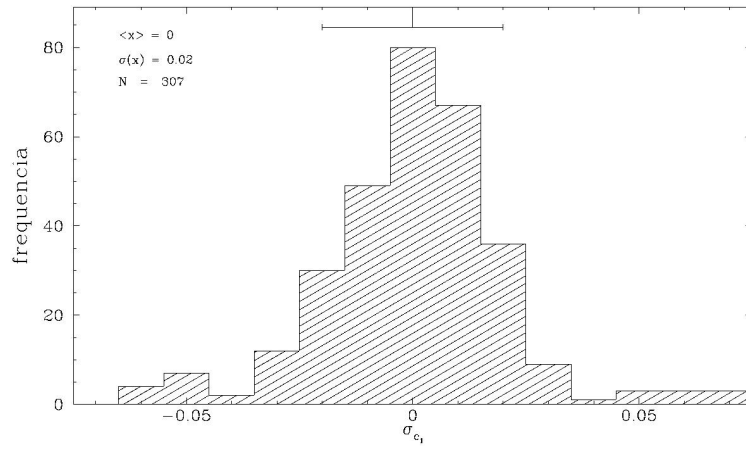


Figura 3.84: Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude c_1 .

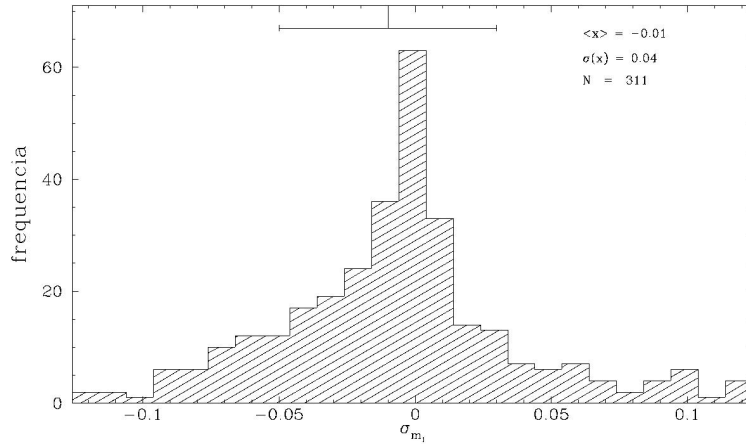


Figura 3.85: Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude m_1 .

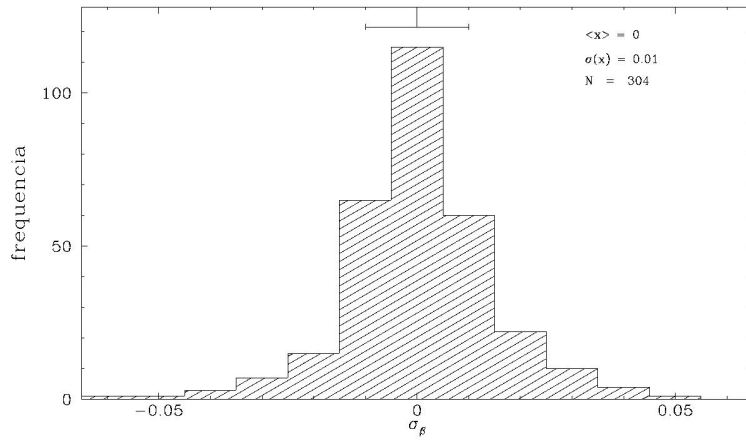


Figura 3.86: Histograma da dispersão dos resíduos das estrelas padrão na magnitude β .

3.2.8 Determinação do excesso de cor $E(b - y)$

Para obter as magnitudes e os índices intrínsecos de cada estrela de programa, foi necessário calibrá-las relativamente ao excesso de cor. Nesse sentido, a correcção do excesso de cor, $E(b - y)$, é essencial na determinação de parâmetros estelares intrínsecos, pois o efeito de *reddening* altera a intensidade das magnitudes e dos índices fotométricos. Em particular, os valores de V , $(b - y)$ e c_1 crescem com o excesso de cor, enquanto o valor de m_1 decresce. Relativamente aos parâmetros intrínsecos, isto implica uma sobrestimativa da metalicidade e da distância, e uma subestimativa da idade da estrela (Antón, 1995). Como tal, torna-se necessário calibrar as magnitudes e índices padrão, para corrigir esse efeito e torná-los intrínsecos (agora denotados pelo subscrito ‘0’).

Equações de $E(b - y)$, V_0 , c_0 , δc_0 , m_0 e δm_0

De forma genérica, define-se o excesso de cor, $E(b - y)$, como a diferença entre o índice padrão $(b - y)$ e o índice intrínseco $(b - y)_0$:

$$E(b - y) = (b - y) - (b - y)_0 \quad (3.76)$$

O erro associado ao cálculo do excesso de cor é definido pela seguinte expressão:

$$\Delta E(b - y) = \sqrt{(\Delta(b - y))^2 + (\Delta(b - y)_0)^2} \quad (3.77)$$

Nesta equação, $\Delta(b - y)$ representa o erro proveniente da transformação do índice $(b - y)$ para o sistema padrão, e $\Delta(b - y)_0$ representa o erro na calibração do índice $(b - y)_0$ (consultar mais adiante). Os índices intrínsecos V_0 , c_0 e m_0 são definidos pelas equações de Crawford (1975):

$$V_0 = V - 4.2 \cdot E(b - y) \quad (3.78)$$

$$c_0 = c_1 - 0.2 \cdot E(b - y) \quad (3.79)$$

$$m_0 = m_1 + 0.3 \cdot E(b - y) \quad (3.80)$$

Note-se que o índice β não possui equação de calibração própria, pois, como se referiu anteriormente, ele é independente do efeito de *reddening*. Daqui em diante assume-se que a letra β representa o índice intrínseco β_0 , idêntico ao índice padrão: $\beta \equiv \beta_0 = \beta_{std}$. Os índices δc_0 e δm_0 definem-se, à semelhança dos índices δc_1 e δm_1 , através das seguintes expressões, onde ‘*ind*’ representa β , ou $(b - y)$, conforme o índice utilizado na sua determinação:

$$\delta c_0 = c_{0_{est}}(ind) - c_{0_{hyd}}(ind) \quad (3.81)$$

$$\delta m_0 = m_{0_{hyd}}(ind) - m_{0_{est}}(ind) \quad (3.82)$$

Os erros associados ao cálculo dos índices δc_0 e δm_0 são definidos pelas seguintes equações, onde ‘*ind*’ tem o significado mencionado anteriormente:

$$\Delta \delta c_0 = \sqrt{(\Delta c_0)^2 + \left(\frac{\partial \delta c_0}{\partial ind} \right)^2 \cdot (\Delta ind)^2} \quad (3.83)$$

$$\Delta \delta m_0 = \sqrt{(\Delta m_0)^2 + \left(\frac{\partial \delta m_0}{\partial ind} \right)^2 \cdot (\Delta ind)^2} \quad (3.84)$$

Nestas expressões, Δc_0 , Δm_0 e Δind representam, respectivamente, os erros provenientes da transformação, para o sistema padrão, dos índices c_1 , m_1 (consultar mais adiante) e β , ou $(b - y)$.

Equações de calibração de $(b - y)_0$

As calibrações que permitem estimar o excesso de cor baseiam-se no facto dos índices $(b - y)$ e β , ambos indicadores da temperatura efectiva das estrelas, terem diferentes sensibilidades a $E(b - y)$. Assim, estabelecendo uma relação entre estes dois índices, em estrelas que se encontrem suficientemente próximas para que $E(b - y)$ seja desprezável, é possível determinar o índice $(b - y)_0$, a partir de β , nas estrelas afectadas de *reddening*. Paralelamente, a ocorrência de *blanketing* e de efeitos de luminosidade dependentes de $(b - y)$, exige a introdução de pequenas correcções, em função dos índices c_0 e m_0 .

Dentro deste contexto, uma dada calibração é válida para estrelas cujos índices c_0 , m_0 e β sejam semelhantes aos das estrelas utilizadas na elaboração dos coeficientes dessa calibração. Por essa razão, existem diferentes calibrações associadas a diferentes valores dos índices considerados. Nesse sentido, a aplicação duma dada calibração, a um conjunto de estrelas, implica o conhecimento prévio de algumas das suas características, ou parâmetros estelares, como por exemplo, a classe espectral, a classe de luminosidade e a população a que pertencem. Na ausência destas informações segue-se um método mais abrangente, envolvendo o uso de várias calibrações, com o intuito de distribuir inicialmente as estrelas pelas diferentes populações estelares e, a partir daí, determinar os restantes parâmetros.

Neste caso, dado que só se conhecia de antemão a gama de classes espectrais das estrelas de programa, utilizaram-se três calibrações para o índice de cor $(b - y)_0$, cujos limites de aplicação são definidos pela classe espectral, pela classe de luminosidade e pela população a que pertencem as estrelas em estudo. Essas calibrações são descritas seguidamente.

Calibração de Crawford (1975): Destina-se a estrelas com classes espectrais entre F2 e G0, e classe de luminosidade III–V, sendo particularmente indicada para estrelas F pouco evoluídas,

que pertençam à população I. É definida pela seguinte equação:

$$(b - y)_0 = 0.222 + 1.11 \cdot \delta\beta + 2.7 \cdot (\Delta\beta)^2 - 0.05 \cdot \delta c_0 - 0.1 \cdot \delta m_0 - 3.6 \cdot \delta\beta \cdot \delta m_0 \quad (3.85)$$

onde $\delta\beta = 2.720 - \beta$. A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 2.59 < \beta < 2.72 \\ \delta c_0 < 0.20, & \text{se } \beta \leq 2.634 \\ \delta c_0 < 0.28, & \text{se } \beta > 2.634 \end{cases}$$

Calibração de Olsen (1988): Destina-se a estrelas com classes espectrais e classe de luminosidade idênticas às da calibração anterior, sendo válida para estrelas das populações I e II. É definida pela seguinte equação:

$$(b - y)_0 = (4.9 \cdot \delta\beta + 32.2 \cdot \delta m_0 - 262.0 \cdot (\Delta m_0)^2 - 1.31) \cdot \delta c_0 + 0.217 + 1.34 \cdot \delta\beta + 1.6 \cdot (\Delta\beta)^2 - T \quad (3.86)$$

onde $\delta\beta = 2.720 - \beta$, e:

$$T = \begin{cases} (0.16 + 4.5 \cdot \delta m_0 + 3.5 \cdot \delta\beta) \cdot \delta m_0, & \delta m_0 > 0.06 \\ 0.035 + 0.24 \cdot \delta m_0, & \delta m_0 < 0.06 \end{cases} \quad (3.87)$$

A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 2.580 < \beta < 2.720 \\ -0.02 \leq \delta c_0 < 0.254 \\ -0.01 < \delta m_0 < 0.135 \end{cases}$$

Calibração de Nissen (Shuster & Nissen, 1989a): Destina-se a estrelas com classe espectral F, sendo particularmente indicada para estrelas F tardias (*late F*), pobres em metais, e que pertençam às populações II e III. É definida pela seguinte equação:

$$(b - y)_0 = 0.579 - 2.965 \cdot \delta\beta + 9.64 \cdot (\Delta\beta)^2 + 6.695 \cdot c_0 \cdot \delta\beta - 4.383 \cdot m_0 \cdot \delta\beta - 1.066 \cdot c_0 + 1.541 \cdot m_0 - 3.821 \cdot m_0 \cdot c_0 + 7.763 \cdot m_0 \cdot c_0^2 \quad (3.88)$$

onde $\delta\beta = 2.720 - \beta$. A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 2.550 \leq \beta \leq 2.681 \\ 0.116 \leq c_0 \leq 0.540 \\ 0.033 \leq m_0 \leq 0.470 \\ 0.254 \leq (b - y)_0 \leq 0.550 \end{cases}$$

Como se pode notar, as três calibrações anteriormente descritas cobrem por completo a gama de populações estelares que se considera actualmente existirem na Galáxia. Nesse sentido, a metodologia seguida no presente estudo consistiu na aplicação da calibração de Olsen, mais genérica, ao conjunto total das estrelas em estudo, para determinar os seus valores iniciais de $(b - y)_0$, δc_0 e δm_0 e distingui-las entre populações I, II e III, de acordo com o índice δm_0 (ver subsecção 4.1, mais adiante). Posteriormente, aplicou-se a cada população a calibração mais fidedigna - calibração de Crawford para estrelas da população I e calibração de Nissen para estrelas das populações II e III, de modo a determinar o índice de cor $(b - y)_0$ com maior confiança. Os resultados do estudo do excesso de cor são apresentados no próximo capítulo.

No cálculo das calibrações, como não se conheciam inicialmente os índices c_0 e m_0 , tornou-se necessário iterar as expressões, usando os índices padrão c_1 e m_1 (daí os erros Δc_0 e Δm_0 estarem associados a c_1 e m_1 , respectivamente), até se obter um valor consistente para $(b - y)_0$ (Antón, 1995). O erro associado ao cálculo deste índice, para qualquer das equações de calibração, é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta(b-y)_0 = \sqrt{\left(\frac{\partial(b-y)_0}{\partial\beta}\right)^2 \cdot (\Delta\beta)^2 + \left(\frac{\partial(b-y)_0}{\partial\delta c_0}\right)^2 \cdot (\Delta\delta c_0)^2 + \left(\frac{\partial(b-y)_0}{\partial\delta m_0}\right)^2 \cdot (\Delta\delta m_0)^2} \quad (3.89)$$

3.3 Parâmetros Estelares Instrínsecos

Tendo-se determinado o excesso de cor associado à absorção no meio interestelar, tornou-se possível calcular os diversos parâmetros intrínsecos das estrelas de programa e utilizá-los para o estudo das populações estelares da Galáxia. As equações de calibração utilizadas na determinação desses parâmetros são descritas seguidamente.

3.3.1 Magnitude absoluta visual (M_v)

A magnitude absoluta visual duma estrela é, essencialmente, uma função da sua temperatura. Nesse sentido, representa a luminosidade intrínseca duma estrela, com determinada massa e temperatura superficial. No entanto, dado que existem diferentes percursos evolutivos estelares possíveis, nem todas as estrelas com a mesma temperatura apresentam a mesma luminosidade. Por essa razão, utilizam-se equações de calibração da magnitude absoluta que dependem de parâmetros fundamentais únicos para cada tipo de estrela. Assim, para o cálculo da magnitude absoluta visual, utilizou-se a calibração de Crawford (1975), com termos dependentes em β e δc_0 , que são bons indicadores, respectivamente, da temperatura e do nível de *blanketing* da estrela.

$$M_v = M_{v_{zam,\beta}} - (9.0 + 20.0 \cdot \delta\beta) \cdot \delta c_0 \quad (3.90)$$

onde: $\delta\beta = 2.720 - \beta$ e $M_{v_{zam,\beta}}$ representa a magnitude absoluta média de estrelas pouco evoluídas (Hyades, α Persei, Pleiades) com determinado índice β . Neste caso, como $M_v - M_{v_{zam,\beta}}$ é dado em função de δc_0 , é possível determinar a magnitude absoluta de estrelas com diferentes percursos evolutivos. A calibração é particularmente apropriada para estrelas F pouco evoluídas da população I. A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 2.59 < \beta < 2.72 \\ \delta c_0 < 0.20, & \text{se } \beta \leq 2.634 \\ \delta c_0 < 0.28, & \text{se } \beta > 2.634 \end{cases}$$

O erro associado à determinação de M_v é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta M_v = \sqrt{\left(\frac{\partial M_v}{\partial \beta}\right)^2 \cdot (\Delta \beta)^2 + \left(\frac{\partial M_v}{\partial \delta c_0}\right)^2 \cdot (\Delta \delta c_0)^2} \quad (3.91)$$

3.3.2 Distância ao Sol (d) e distância ao PG (z)

Dada a magnitude visual aparente V_0 e a magnitude absoluta visual M_v , é possível calcular a distância a que a estrela se encontra do Sol, d , através da expressão:

$$\begin{aligned} V_0 - M_v &= 5 \cdot \log d - 5 \Leftrightarrow \\ \Leftrightarrow d &= 10^{\left(\frac{V_0 - M_v + 5}{5}\right)} \end{aligned} \quad (3.92)$$

O erro associado à determinação da distância d é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta d = \sqrt{\left(\frac{\partial d}{\partial M_v}\right)^2 \cdot (\Delta M_v)^2 + \left(\frac{\partial d}{\partial V_0}\right)^2 \cdot (\Delta V_0)^2} \quad (3.93)$$

Para além da distância ao Sol, é também necessário determinar a distância ao PG, z . Neste caso, dado que o presente estudo inclui estrelas de diferentes latitudes galácticas, é essencial obter a distância z em função da distância d e da latitude galáctica, b . Nesse sentido, a figura 3.87 ilustra a relação trigonométrica entre a distância d e a distância z , a partir das coordenadas l, b .

Assim, de acordo com a figura, a relação entre a distância ao PG, a distância ao Sol e a latitude galáctica é dada pela seguinte expressão:

$$\begin{aligned} z &= d \cdot \sin(b) \Leftrightarrow \\ \Leftrightarrow z &= 10^{\left(\frac{V_0 - M_v + 5}{5}\right)} \cdot \sin(b) \end{aligned} \quad (3.94)$$

O erro associado à determinação da distância ao PG é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta z = \sqrt{\left(\frac{\partial z}{\partial d}\right)^2 \cdot (\Delta d)^2 + \left(\frac{\partial z}{\partial b}\right)^2 \cdot (\Delta b)^2} \quad (3.95)$$

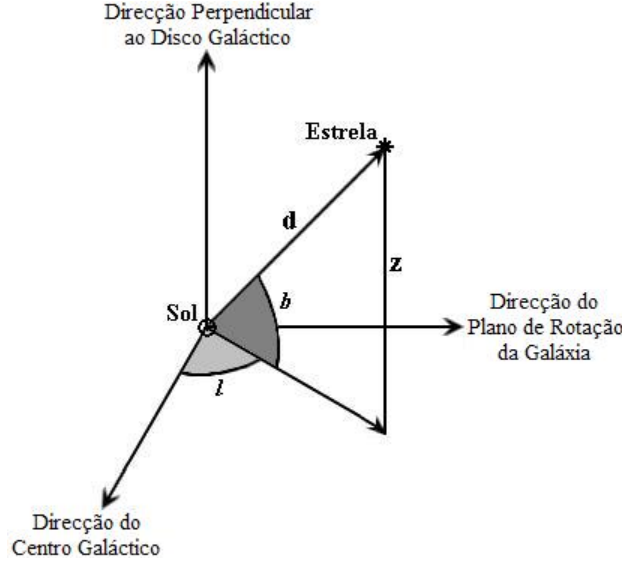


Figura 3.87: Relação trigonométrica entre a distância duma estrela ao Sol (d) e a sua altura ao PG (z), de acordo com as coordenadas galácticas (l, b).

3.3.3 Metalicidade ($[Fe/H]$)

A abundância de metais duma estrela é expressa pela comparação da fracção de ferro relativamente ao hidrogénio estelar e solar, dada pela expressão:

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{n(Fe)/n(H)_*}{n(Fe)/n(H)_\odot} \right) \quad (3.96)$$

Para determinar a metalicidade, é necessário aplicar calibrações que a relacionam com os vários índices fotométricos $uvby\beta$, nomeadamente com o índice m_0 . Para o efeito, utilizaram-se duas calibrações, de Nissen (Shuster & Nissen, 1989a), para estrelas F e G.

Calibração para estrelas F:

$$[Fe/H] = 1.052 - 73.21 \cdot m_0 + 280.9 \cdot m_0 \cdot (b-y)_0 + 333.95 \cdot m_0^2 \cdot (b-y)_0 - 595.5 \cdot m_0 \cdot (b-y)_0^2 + (5.486 - 41.62 \cdot m_0 - 7.963 \cdot (b-y)_0) \cdot T \quad (3.97)$$

onde: $T = \log(m_0 - 0.6322 + 3.58 \cdot (b-y)_0 - 5.20 \cdot (b-y)_0^2)$. O erro associado à determinação da metalicidade, através da equação anterior, é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta[Fe/H] = \sqrt{\left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial(b-y)_0} \right)^2 \cdot (\Delta(b-y)_0)^2 + \left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial m_0} \right)^2 \cdot (\Delta m_0)^2} \quad (3.98)$$

A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 0.170 \leq c_0 \leq 0.580 \\ 0.030 \leq m_0 \leq 0.210 \\ 0.220 \leq (b-y)_0 \leq 0.380 \end{cases}$$

Calibração para estrelas G:

$$[Fe/H] = -2.0965 + 22.45 \cdot m_0 - 53.8 \cdot m_0^2 - 62.04 \cdot m_0 \cdot (b-y)_0 + \\ + 145.5 \cdot m_0^2 \cdot (b-y)_0 + (85.1 \cdot m_0 - 13.8 \cdot c_0 - 137.2 \cdot m_0^2) \cdot c_0 \quad (3.99)$$

O erro associado à determinação da metalicidade é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta[Fe/H] = \sqrt{\left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial(b-y)_0}\right)^2 \cdot (\Delta(b-y)_0)^2 + \left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial c_0}\right)^2 \cdot (\Delta c_0)^2 + \left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial m_0}\right)^2 \cdot (\Delta m_0)^2} \quad (3.100)$$

A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 0.100 \leq c_0 \leq 0.470 \\ 0.030 \leq m_0 \leq 0.570 \\ 0.370 \leq (b-y)_0 \leq 0.590 \end{cases}$$

Para além destas, utilizou-se uma outra calibração aplicável a estrelas F e G, de Nordström & Holmberg (Nordström *et al.*, 2004, Holmberg *et al.*, 2007), para verificação dos resultados das calibrações anteriores.

$$[Fe/H] = 9.60 - 61.16 \cdot m_0 + 81.25 \cdot m_0 \cdot (b-y)_0 + 224.65 \cdot m_0^2 \cdot (b-y)_0 - \\ - 153.18 \cdot m_0 \cdot (b-y)_0^2 + [12.23 - 90.23 \cdot m_0 + \\ + 38.70 \cdot (b-y)_0] \cdot \log(m_0 - c_3) \quad (3.101)$$

onde: $c_3 = 0.45 - 3.98 \cdot (b-y)_0 + 5.08 \cdot (b-y)_0^2$. O erro associado à determinação da metalicidade, através da equação anterior, é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta[Fe/H] = \sqrt{\left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial(b-y)_0}\right)^2 \cdot (\Delta(b-y)_0)^2 + \left(\frac{\partial[Fe/H]}{\partial m_0}\right)^2 \cdot (\Delta m_0)^2} \quad (3.102)$$

A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\begin{cases} 0.210 \leq c_0 \leq 0.860 \\ 0.070 \leq m_0 \leq 0.260 \\ 0.180 \leq (b-y)_0 \leq 0.380 \\ -1.50 \leq [Fe/H] \leq 0.800 \end{cases}$$

3.3.4 Temperatura Efectiva (T_{ef})

Para a determinação da temperatura efectiva utilizou-se a calibração de Saxner & Hammarbäck (1985), que é válida para estrelas que satisfaçam a condição: $0.20 \leq (b-y)_0 \leq 0.40$.

$$T_{ef} = 8290 - 6200 \cdot (b-y)_0 \cdot (1 - 0.108 \cdot [Fe/H]) \quad (3.103)$$

O erro associado à determinação da metalicidade é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta T_{ef} = \sqrt{\left(\frac{\partial T_{ef}}{\partial (b-y)_0}\right)^2 \cdot (\Delta(b-y)_0)^2 + \left(\frac{\partial T_{ef}}{\partial [Fe/H]}\right)^2 \cdot (\Delta[Fe/H])^2} \quad (3.104)$$

Para verificar os resultados desta calibração, utilizou-se também a calibração de Martell (Martell & Laughlin, 2002), válida para estrelas com $4755 \leq T_{ef} \leq 6600$, apresentando uma dispersão $\sigma_{T_{ef}} \approx 80 K$.

$$\begin{aligned} T_{ef} = & 4434.8364 + 29839.391 \cdot (b-y)_0 - 13967.518 \cdot m_0 - 3041.0698 \cdot c_0 + \\ & + 63289.783 \cdot (b-y)_0 \cdot m_0 - 10099.516 \cdot (b-y)_0 \cdot c_0 + 16204.483 \cdot m_0 \cdot c_0 - \\ & - 122571.68 \cdot (b-y)_0^2 \cdot m_0 + 16993.421 \cdot (b-y)_0^2 \cdot c_0 - 43418.471 \cdot m_0^2 \cdot c_0 + \\ & + 111551.98 \cdot m_0^2 \cdot (b-y)_0 - 5856.0002 \cdot c_0^2 \cdot (b-y)_0 + 15492.020 \cdot c_0^2 \cdot m_0 - \\ & - 98624.604 \cdot (b-y)_0^2 \cdot m_0^2 + 10620.269 \cdot c_0^2 \cdot m_0^2 + \\ & + 91256.827 \cdot (b-y)_0^3 \cdot m_0^3 - 45093.846 \cdot m_0^3 \cdot c_0^3 - \\ & - 127.04874 \cdot (b-y)_0 \cdot m_0 \cdot c_0 \end{aligned} \quad (3.105)$$

O erro associado à determinação da temperatura efectiva, através da equação anterior, é dado pela seguinte expressão:

$$\Delta T_{ef} = \sqrt{\left(\frac{\partial T_{ef}}{\partial (b-y)_0}\right)^2 \cdot (\Delta(b-y)_0)^2 + \left(\frac{\partial T_{ef}}{\partial c_0}\right)^2 \cdot (\Delta c_0)^2 + \left(\frac{\partial T_{ef}}{\partial m_0}\right)^2 \cdot (\Delta m_0)^2} \quad (3.106)$$

A aplicação desta calibração impõe os seguintes limites:

$$\left\{ \begin{array}{l} 0.116 \leq c_0 \leq 0.745 \\ 0.058 \leq m_0 \leq 0.497 \\ 0.288 \leq (b-y)_0 \leq 0.571 \\ -2.00 \leq [Fe/H] \leq 0.500 \end{array} \right.$$

3.3.5 Idade

A idade das estrelas foi estimada a partir da sua posição relativa a curvas isócronas, com metalicidades semelhantes, no diagrama de Hertsprung-Russel. Para o efeito, utilizaram-se as isócronas do modelo Victoria-Regina, por VandenBerg, Bergbusch & Dowler (2006), com as relações entre cor $BVRI$ e temperatura efectiva descritas em VandenBerg & Clem (2003) e com as transformações de cor $uvby$ descritas em Clem *et al.* (2004).

Capítulo 4

Análise de Resultados

Após se terem processado e calibrado todas as estrelas, foi possível estudar o excesso de cor e os parâmetros intrínsecos das estrelas, em particular, a magnitude absoluta, a metalicidade, a idade, a cinemática, e a distribuição pelas populações. Esses resultados são aqui analisados.

4.1 Distribuição inicial das estrelas

Para a distribuição inicial das estrelas, considerou-se o critério baseado no índice de metalicidade m_0 , pelo qual as estrelas são distribuídas segundo o seu valor de δm_0 , de acordo com as seguintes condições, onde ‘*ind*’ representa β , ou $(b - y)$, conforme o índice usado para calcular δm_0 :

$$\left\{ \begin{array}{ll} \text{Pop. I,} & \delta m_0(\text{ind}) < 0.045 \\ \text{Pop. III,} & 0.045 \leq \delta m_0(\text{ind}) < 0.080 \\ \text{Pop. II,} & \delta m_0(\text{ind}) \geq 0.080 \end{array} \right.$$

Estas condições foram estabelecidas, com base em critérios cinemáticos, por Strömgren (1984), para a selecção de estrelas da população III. Por um lado, Strömgren verificou que as estrelas das classes F e G inicial (*early* G), com $(b - y) > 0.29$ e $0.045 \leq \delta m_0(b - y) < 0.080$, eram caracterizadas por $|W| > 40 \text{ km/s}$, permanecendo válidos os valores se for utilizado o índice β , em vez de $(b - y)$. No âmbito deste trabalho, e seguindo a metodologia descrita no final da subsecção 3.2.8, aplicou-se inicialmente a calibração de Olsen, dada a sua abrangência a estrelas das populações I e II, para determinar o índice δm_0 de todas as estrelas. Posteriormente, as mesmas foram distribuídas de acordo com os critérios apresentados em 4.1. Em seguida, aplicou-se a calibração de Crawford às estrelas com $\delta m_0 < 0.045$ (população I) e a calibração de Nissen às estrelas com $\delta m_0 \geq 0.045$ (populações II e III), para determinar o excesso de cor associado.

4.2 Resultados de $E(b - y)$ e distribuição de $E(b - y)$ com d

Como este estudo envolveu estrelas de diferentes latitudes galácticas foi necessário efectuar a determinação do excesso de cor médio para as diferentes latitudes. Nesse sentido, é essencial recordar que o presente projecto abarcou estrelas dos campos 1, 2, 3, 4, 6, 7 e 8, estando os campos 1, 2, 7 e 8 a latitudes muito próximas do PNG, ao passo que os campos 3, 4 e 6 se encontram em latitudes mais baixas (rever a tabela 3.1). Os campos 3 e 6 estão orientados na direcção do CG, enquanto o campo 4 está orientado na direcção oposta. Assim, para o estudo do excesso de cor, dividiram-se as estrelas da seguinte maneira: a) latitudes altas (campos 1, 2, 7 e 8), com $b \approx -90^\circ$; b) latitudes intermédias na direcção do CG (campo 3), com $b \approx -60^\circ$; c) latitudes baixas também na direcção do CG (campo 6), com $b \approx -45^\circ$; c) latitudes baixas na direcção do anti-CG (campo 4).

A cada uma destas categorias de estrelas aplicou-se a metodologia descrita na secção 4.1. Os resultados são visíveis nos histogramas 4.1 a 4.7. Note-se que no caso dos campos 3, 4 e 6, o número de estrelas não permitiu fazer histogramas separados para as calibrações de Crawford e Nissen e, inclusivamente, para os campos 4 e 6, o número de estrelas calibradas com a equação de Olsen também não permite efectuar uma análise da sua distribuição. Por essa razão, os campos 4 e 6 apresentam somente a distribuição combinada das calibrações de Crawford e Nissen.

Para os campos 1, 2, 7 e 8, os histogramas 4.1 a 4.3 referem-se, respectivamente, às calibrações de Crawford, Nissen e Olsen para as estrelas observadas. Os histogramas 4.4 e 4.5 referem-se às calibrações, de Crawford/Nissen e Olsen, para as estrelas do campo 3. Já os histogramas 4.6 e 4.7 referem-se às calibrações de Crawford/Nissen para os campos 4 e 6, respectivamente.

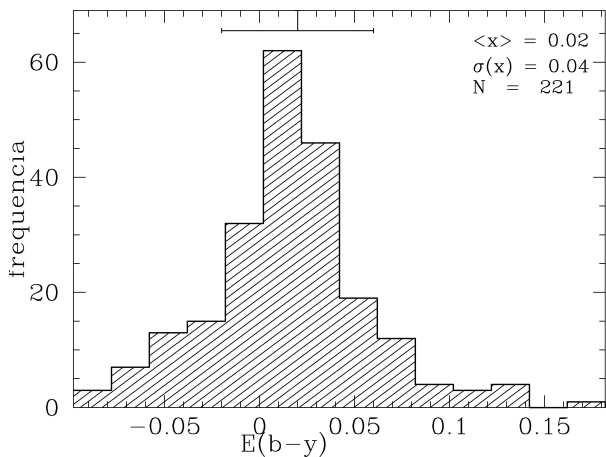


Figura 4.1: Histograma de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8 ($b \approx -90^\circ$), com a calibração de Crawford.

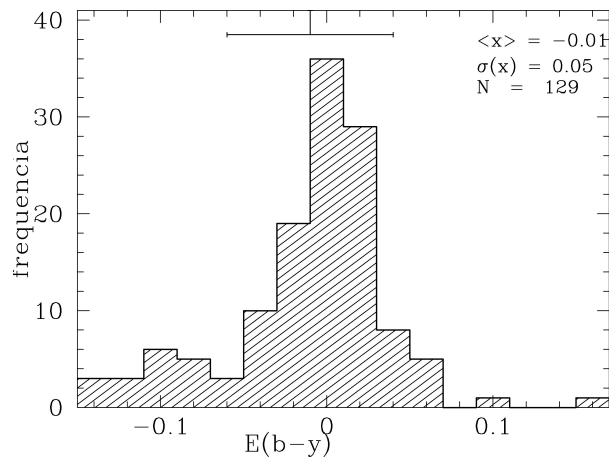


Figura 4.2: Histograma de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8 ($b \approx -90^\circ$), com a calibração de Nissen.

Como se pode observar nos histogramas 4.1 e 4.2, para os campos 1, 2, 7 e 8, os valores de $E(b - y)$ resultantes da calibração de Crawford são predominantemente positivos ($\overline{E(b - y)} \approx 0.015$

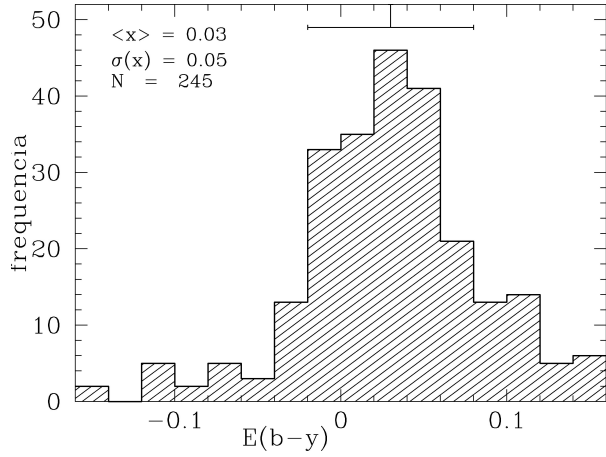


Figura 4.3: Histograma de $E(b - y)$ dos campos 1, 2, 7 e 8 ($b \approx -90^\circ$), com a calibração de Olsen.

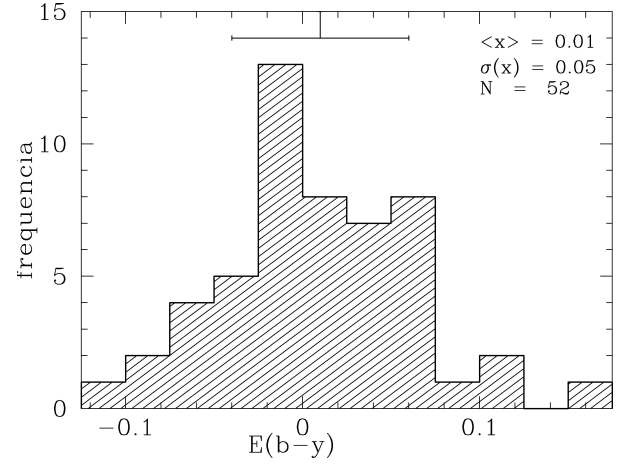


Figura 4.4: Distribuição de $E(b - y)$ no campo 3 ($b \approx -60^\circ$, na direcção do CG), com a calibração de Crawford e Nissen.

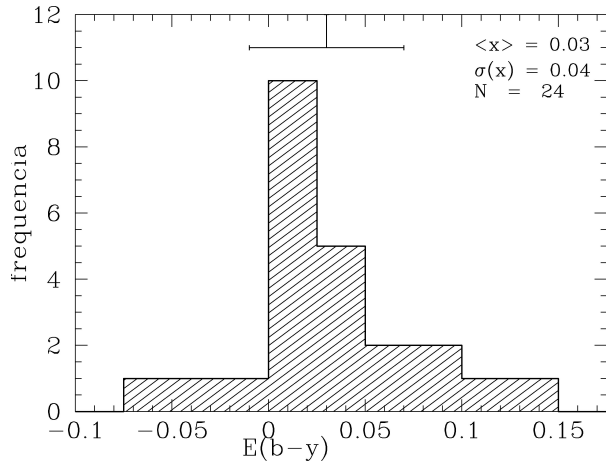


Figura 4.5: Distribuição de $E(b - y)$ no campo 3 ($b \approx -60^\circ$, na direcção do CG), com a calibração de Olsen.

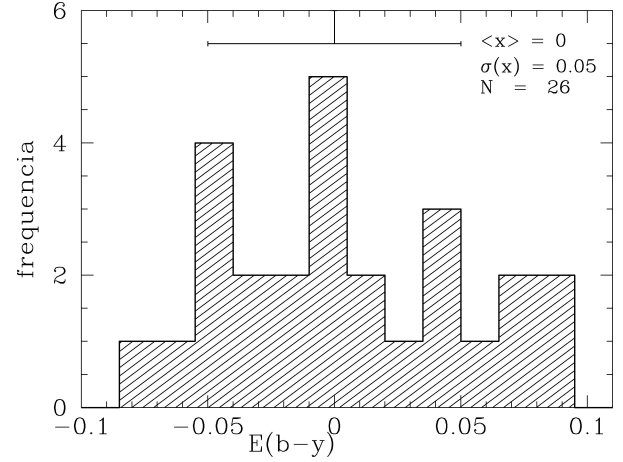


Figura 4.6: Distribuição de $E(b - y)$ no campo 4 ($b \approx -45^\circ$, na direcção do anti-CG), com a calibração de Crawford e Nissen.

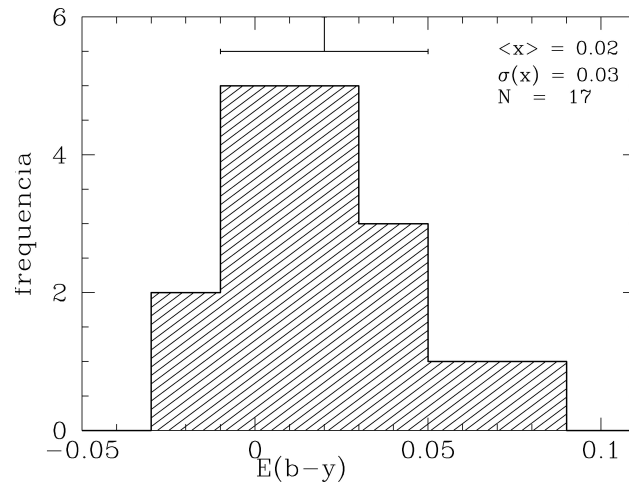


Figura 4.7: Distribuição de $E(b - y)$ no campo 6 ($b \approx -45^\circ$, na direcção do CG), com a calibração de Crawford e Nissen.

e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.042$), enquanto os valores resultantes da calibração de Nissen são predominantemente negativos ($\overline{E(b-y)} \approx -0.009$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.048$). Desta situação resulta um valor médio de $E(b-y)$ positivo ($\overline{E(b-y)} \approx 0.006$), mas inferior ao publicado para essa região do céu (Rose & Agostinho, 1991; Perry *et al.*, 1991), com o valor: $E(b-y) = 0.017$. Considerando o resultado da calibração de Crawford, este é superior ao valor publicado ($\overline{E(b-y)} \approx 0.030$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.030$).

Esta situação foi também mencionada em Antón (1995), que, tendo obtido resultados mais discrepantes nas calibrações de Crawford e Nissen, efectuou um estudo mais detalhado sobre distribuição de $E(b-y)$ com a distância (d), para as estrelas dos campos 1 e 2, concluindo que não haviam regiões particularmente *dispersantes* da radiação, nem uma razão aparente para a discordância entre as calibrações de Crawford e Nissen, optando então por usar o valor $E(b-y)$ da calibração de Olsen. Neste caso, tendo em conta que o valor da calibração de Nissen não se encontra tão afastado do valor publicado, e que o desvio padrão é da ordem das centésimas, pode justificar-se o seu desfasamento com base na dispersão dos índices obtidos da fotometria.

Relativamente à distribuição de $E(b-y)$ com a distância (d), Antón (1995) obteve um resultado inesperado, tendo verificado que em todas as calibrações o excesso de cor diminuía com o aumento da distância. Para analisar essa situação, mostra-se a distribuição de $E(b-y)$ com a distância, com base nas calibrações conjuntas de Crawford e Nissen, para o actual conjunto de estrelas dos campos 1, 2, 7 e 8, na figura 4.8. Como se pode verificar, a distribuição do excesso de cor aparenta ser independente da distância, até valores de $700 pc$, com valores predominantemente positivos, não se notando uma tendência para o decréscimo de $E(b-y)$ com a distância, como Antón (1995) observou. A distribuição dos valores está mais concentrada em torno do valor médio da distribuição para distâncias menores, dispersando simetricamente em distâncias maiores, sem apresentar uma tendência acentuada para um dos sentidos.

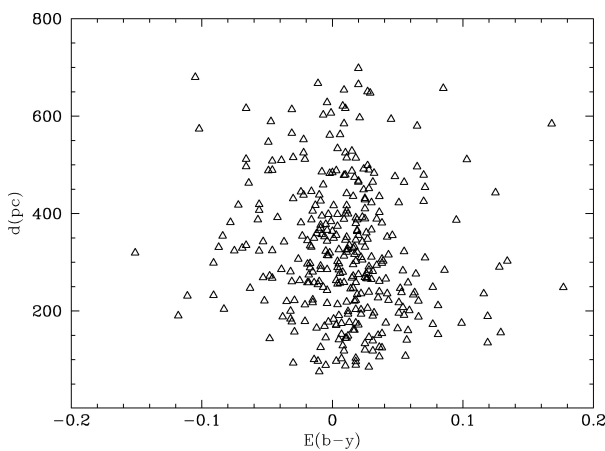


Figura 4.8: Distribuição do excesso de cor nos campos 1, 2, 7 e 8, com base na junção das calibrações de Crawford e Nissen.

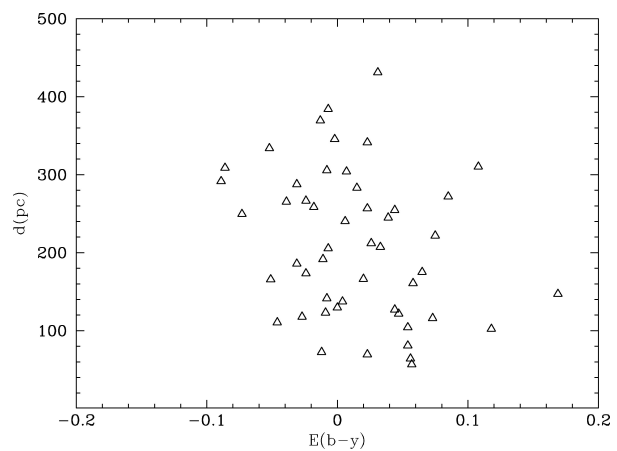


Figura 4.9: Distribuição do excesso de cor no campo 3, com base na junção das calibrações de Crawford e Nissen.

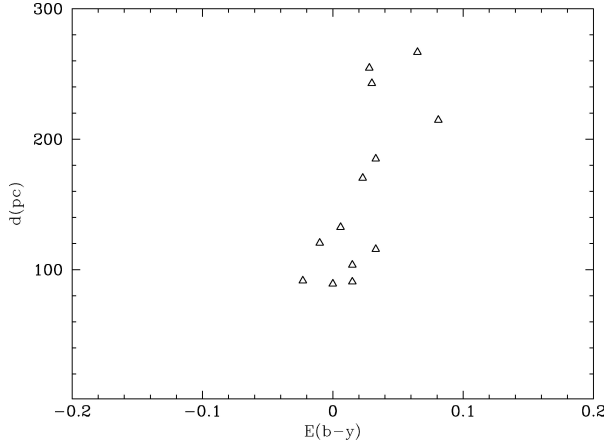


Figura 4.10: Distribuição do excesso de cor no campo 6, com base na junção das calibrações de Crawford e Nissen.

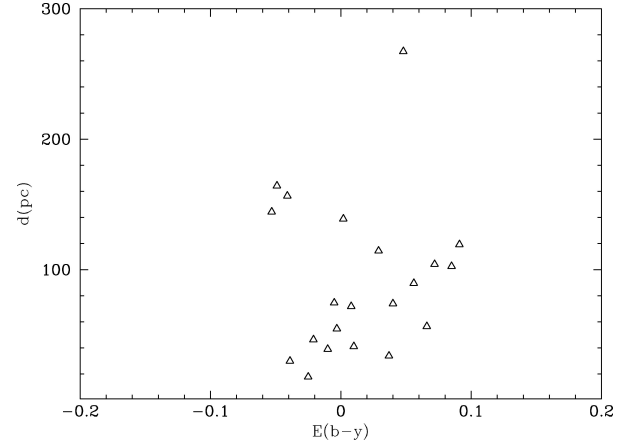


Figura 4.11: Distribuição do excesso de cor no campo 4, com base na junção das calibrações de Crawford e Nissen.

As calibrações de Crawford e Nissen aparentam ser mais consistentes do que a de Olsen, nomeadamente a de Crawford. Assim, atendendo aos resultados anteriores, mantiveram-se as calibrações de Crawford e Nissen para o cálculo de $E(b - y)$. Assumindo que o valor médio da calibração de Crawford se encontra mais próximo do valor publicado, e considerando os pontos que distavam a menos de 3σ desse valor médio, obteve-se $E(b - y) = 0.015$, para os campos situados na região do PSG. O erro obtido nos cálculos do excesso de cor será apresentado e debatido mais adiante, na secção 4.6.

Para o campo 3, numa latitude intermédia e na direcção do CG, os histogramas revelam que os valores de $E(b - y)$ resultantes de todas as calibrações são predominantemente positivos, com $\overline{E(b - y)} \approx 0.010$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.050$ para as calibrações de Crawford e Nissen e $\overline{E(b - y)} \approx 0.030$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.040$ para a calibração de Olsen. Relativamente ao campo 6, também na direcção do CG, mas a uma latitude ainda mais baixa, os valores de $E(b - y)$ resultantes das calibrações são também predominantemente positivos, com $\overline{E(b - y)} \approx 0.018$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.026$ para as calibrações de Crawford e Nissen.

Relativamente à distribuição de $E(b - y)$ com d , as figuras 4.9 e 4.10 ilustram essa distribuição para os campos 3 e 6, respectivamente, com as calibrações de Crawford e Nissen. No caso do campo 3, a distribuição de $E(b - y)$ aparenta ser também independente de d , com predominância dos pontos em valores positivos, dispersando de forma igual em distâncias superiores. Já para o campo 6, situação é distinta. Nesse caso, há um aumento do excesso de cor com a distância. Assim, estes resultados demonstram que há uma tendência para o incremento do excesso de cor com a proximidade ao PG e na direcção do CG, como seria de esperar, dada a presença duma maior quantidade de nuvens de poeira nessa direcção, com o consequente aumento da dispersão da radiação. Em termos de valores médios de $E(b - y)$, atendendo à consistência dos valores das

calibrações de Crawford e Nissen em ambos os campos, determinou-se $E(b - y) = 0.010$ para o campo 3 e $\overline{E(b - y)} = 0.018$ para o campo 6.

Para o campo 4, numa latitude baixa e na direcção do anti-CG, os histogramas revelam uma distribuição de valores mais aleatória, com $\overline{E(b - y)} \approx 0.003$ e $\sigma_{E(b-y)} \approx 0.053$ para as calibrações de Crawford e Nissen. Relativamente à distribuição de $E(b - y)$ com d , a figura 4.11 ilustra essa distribuição com as calibrações de Crawford e Nissen. Neste caso, a ausência de pontos em distâncias maiores não permite estabelecer uma função clara de $E(b - y)$ com d . No entanto, parece haver uma ligeira tendência para o aumento de $E(b - y)$ com a distância. Considerando que o campo 4 também se situa numa latitude baixa, essa tendência é plausível. Em termos de valor médio de $E(b - y)$, admitiu-se o valor médio das calibrações de Crawford e Nissen.

Relativamente às estrelas nos vários campos, é ainda essencial notar que a distância máxima das estrelas observadas nas várias direcções não é a mesma. Nesse sentido, nota-se claramente que a distância máxima atingida na direcção do PSG (campos 1, 2, 7 e 8) é superior à dos restantes campos, atingindo os 700 pc. Já no campo 3 essa distância não ultrapassa os 450 pc, ficando-se pelos 300 pc no campo 6 e abaixo dos 300 pc no campo 4. Esta situação deve-se aos critérios de selecção aplicados nas observações, no sentido em que nos campos 3, 4 e 6 se observaram apenas as estrelas mais brilhantes, que exigiam menor tempo de integração.

Para concluir o estudo de *reddning* nas várias direcções e latitudes, analisou-se o valor médio de $E(b - y)$ para cada campo, considerando apenas as estrelas até 300 pc, distância comum a todos os campos. Nesse sentido, para os campos 1, 2, 7 e 8 obteve-se um valor $\overline{E(b - y)} = 0.015$, a partir de 166 estrelas. Para o campo 3, obteve-se um valor $\overline{E(b - y)} = 0.017$, a partir de 41 estrelas. No campo 4 esse valor foi $\overline{E(b - y)} = 0.014$, com base em 22 estrelas, e no campo 6 obteve-se $\overline{E(b - y)} = 0.021$, com base em 14 estrelas. Nesse contexto, dado que as estrelas observadas pertencem todas às classes F e G, tendo valores de magnitude absoluta próximos, comprova-se o aumento do excesso de cor com a proximidade ao PG, em particular na direcção do CG (campos 3 e 6). Na direcção do anti-CG (campo 4), com $b \approx 45^\circ$, o valor obtido é ligeiramente inferior ao dos campos no PSG, mas dada a diferença de pontos nas amostras para o cálculo da média, não se pode concluir que haja menos extinção nessa direcção e latitude, do que na direcção do PSG.

4.3 Cor e Classe Espectral

Antes de iniciar a análise dos resultados da cor e classe espectral, a partir da distribuição do índice $(b - y)_0$, convém determinar se a amostra de estrelas é representativa das classes espectrais em estudo, *late-F* e *early-G*. A figura 4.12 ilustra a distribuição em magnitude V_0 da amostra total de estrelas observadas. Como se pode constatar, a amostra é representativa de estrelas até

magnitude $V_0 \approx 11 \text{ mag}$, decaindo muito rapidamente após esse valor. Nota-se também que a distribuição não cresce uniformemente até à magnitude 11, apresentando um aumento significativo em torno da magnitude 9, que se deve ao facto de se terem observado apenas estrelas de maior luminosidade nos campos mais próximos do PG.

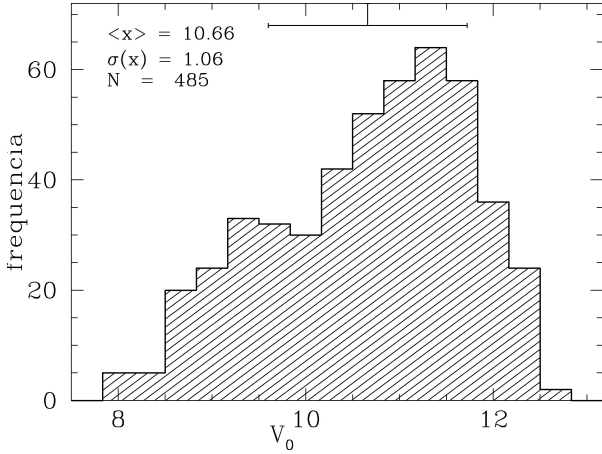


Figura 4.12: Distribuição de V_0 para a amostra total das 485 estrelas.

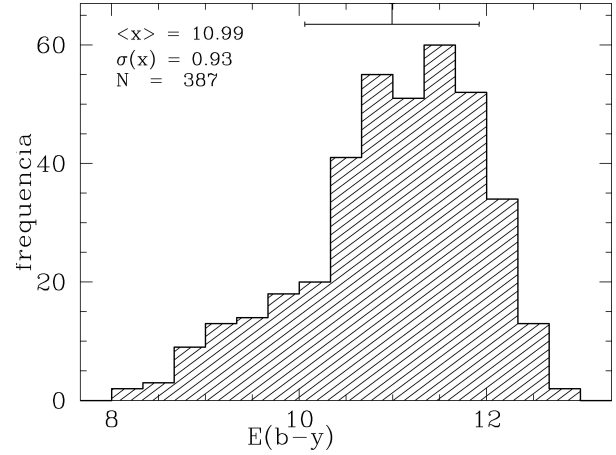


Figura 4.13: Distribuição de V_0 para as estrelas dos campos na direcção do PSG.

Nesse sentido, compare-se a distribuição da amostra total com a distribuição dos campos na direcção do PSG (figura: 4.13). Esta última cresce com maior uniformidade e tem o valor médio próximo da magnitude 11, comprovando o que se referiu anteriormente. De qualquer maneira, não se pode afirmar que a amostra seja de forma alguma completa até essa magnitude, uma vez que se usaram critérios de selecção das estrelas para estudo fotométrico, resultando numa amostra enviesada, apenas representativa das estrelas F e G até magnitude 11 na direcção do PSG.

É também importante analisar a distribuição de cores pelas várias populações. Vejam-se os histogramas dos valores de $(b - y)_0$ para a totalidade das estrelas (figura 4.14) e para os subconjuntos de estrelas classificados como população I (figura 4.15), população II (figura 4.16) e população III (figura 4.17), respectivamente. A divisão das estrelas entre populações efectuou-se com base no critério do índice δm_0 , apresentado na secção 4.1. Os valores de $(b - y)_0$ das estrelas estão essencialmente compreendidos entre 0.2 e 0.4 mag, significando que são estrelas do tipo espectral F. No entanto, existem algumas com valores $(b - y)_0 > 0.4$, correspondente ao tipo espectral G (Crawford, 1975).

Globalmente verifica-se que as estrelas pertencentes à população III satisfazem a relação $(b - y)_0 > 0.29 \text{ mag}$, que representa o limite azul que Strömgren (1984) obteve para o conjunto de estrelas da população III. Nas várias populações, assim como na amostra total, a distribuição de cores é relativamente uniforme, estando as cores compreendidas maioritariamente no intervalo $0.30 < (b - y)_0 < 0.35$, com os picos centrados em $(b - y)_0 \approx 0.32 \text{ mag}$, um valor plausível para

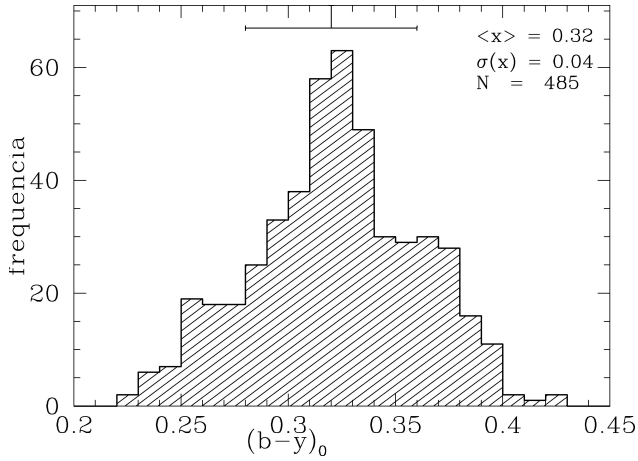


Figura 4.14: Distribuição de $(b-y)_0$ para a amostra total das 485 estrelas.

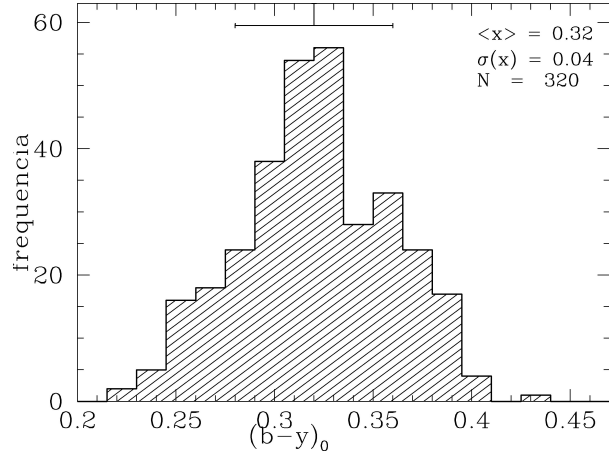


Figura 4.15: Distribuição de $(b-y)_0$ para estrelas classificadas como população I.

estrelas *late-F* e *early-G*.

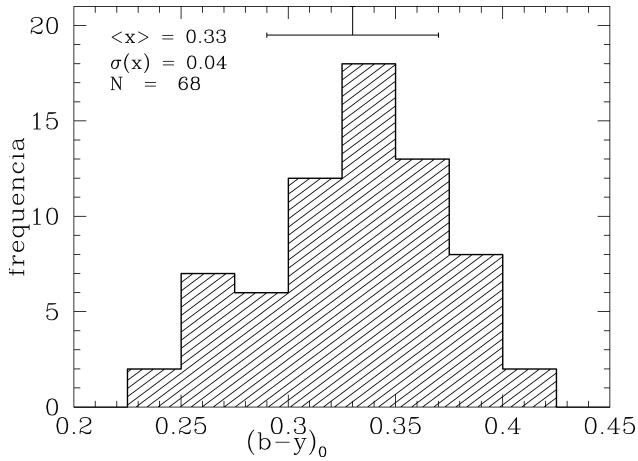


Figura 4.16: Distribuição de $(b-y)_0$ para as estrelas classificadas como população II.

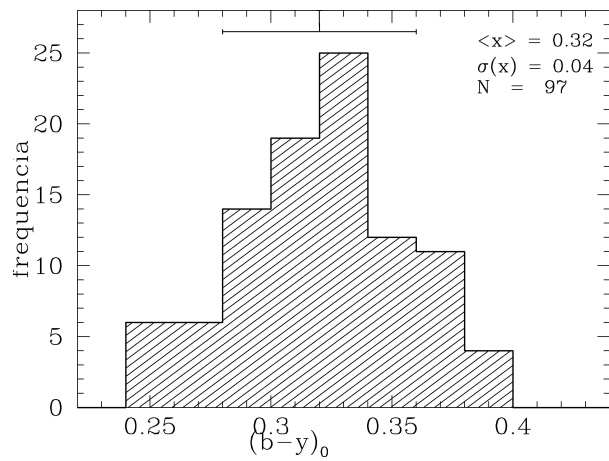


Figura 4.17: Distribuição de $(b-y)_0$ para as estrelas classificadas como população III.

4.4 Metalicidade e Escala de Altura

Seguidamente apresentam-se as distribuições de metalicidade para a totalidade das estrelas (figura 4.18) e para os subconjuntos de estrelas classificadas como população I (figura 4.19), população II (figura 4.20) e população III (figura 4.21), segundo o critério de Strömgen. Na distribuição da metalicidade para a amostra total, nota-se que apresenta um ligeiro desvio para valores negativos, apesar de ter também uma certa dispersão para valores positivos algo elevados.

Em particular, na distribuição de $[Fe/H]$ das estrelas classificadas como população I, nota-se que apresentam um desvio para valores positivos, obtendo-se o valor médio de $[Fe/H] = 0.12 dex$, que, embora seja próximo da metalicidade solar, é simétrico do valor médio da literatura ($[Fe/H] \approx$

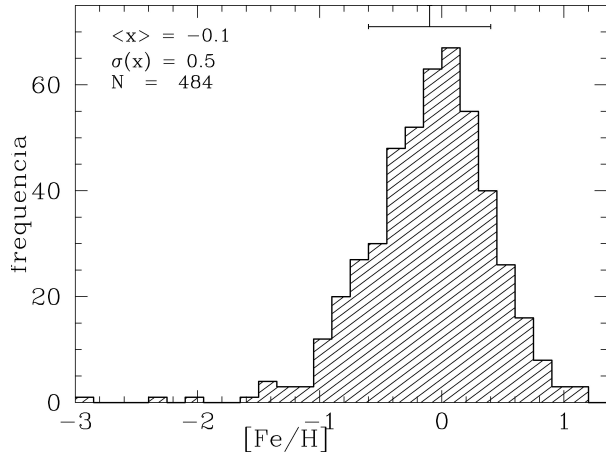


Figura 4.18: Distribuição de metalicidade para a amostra total das 485 estrelas.

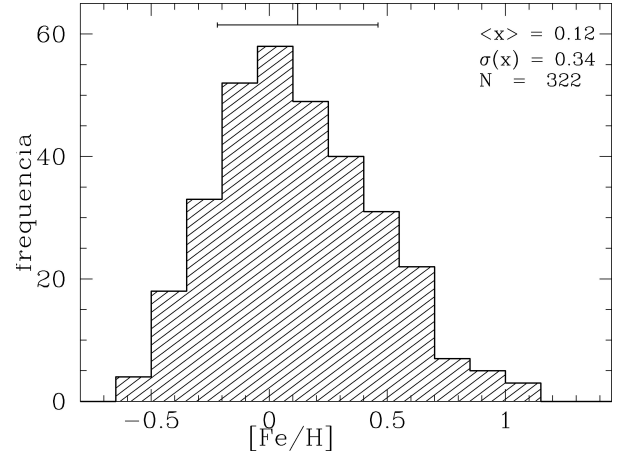


Figura 4.19: Distribuição de metalicidade para estrelas as classificadas como população I.

$-0.10 dex$). No entanto, dado o valor do desvio padrão ($\sigma_{[Fe/H]} = 0.34$), o valor publicado encontra-se a menos de 1σ do resultado desta distribuição. Uma explicação possível para esta circunstância poderá ser a acumulação dos erros dos índices fotométricos, nas equações de calibração da metalicidade, induzindo maior dispersão, que é igualmente visível para valores negativos.

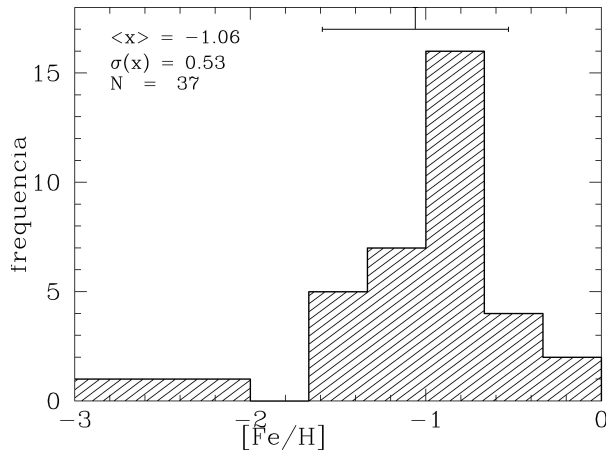


Figura 4.20: Distribuição de metalicidade para as estrelas classificadas como população II.

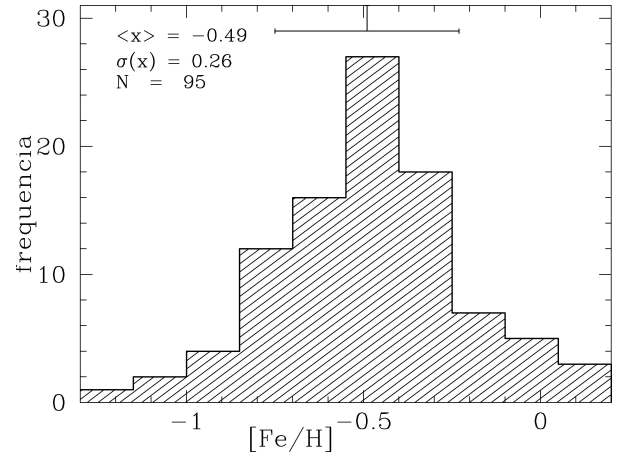


Figura 4.21: Distribuição de metalicidade para as estrelas classificadas como população III.

Relativamente às estrelas classificadas como população III, a metalicidade média está centrada em $-0.49 dex$, apresentando uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0.26 dex$. Este resultado é consistente com o valor da literatura ($[Fe/H] \approx -0.55$), e é idêntico ao de Antón (1995) e Agostinho *et al.* (1996), obtido a partir dum subconjunto desta amostra, apenas com estrelas dos campos 1 e 2. Comparativamente às populações anteriores, as estrelas classificadas como população II têm valores mais deslocados para a zona de menores metalicidades, como era esperado, apresentando um valor médio $[Fe/H] \approx -1.06$, também idêntico ao de Antón (1995) e Agostinho *et al.* (1996), com uma dispersão $\sigma_{[Fe/H]} = 0.53 dex$. No entanto, subsiste um pequeno conjunto de estrelas com

metallicidades do tipo solar, que tornam a média da amostra superior aos valores da literatura ($[Fe/H] \approx -1.50$).

Isso é indicativo do enviesamento, em metalicidade, da amostra total e da presença de estrelas das populações I e III na amostra classificada como população II, o que é plausível, por duas razões. Em primeiro lugar, a aplicação do critério de metalicidade, para a distribuição das estrelas pelas populações, não é suficiente para garantir a pertença duma estrela a uma dada população, sendo necessário determinar também os parâmetros cinemáticos das estrelas. Em segundo lugar, nota-se claramente que o número de estrelas atribuídos à população II é excessivo.

De facto, assumindo uma densidade relativa média de 0.2% (vidé capítulo 2) para essa componente, estatisticamente, em 485 estrelas deveriam existir cerca de 1 ou 2 estrelas do halo na amostra, ao invés das 37 que foram assim classificadas. A mesma situação se pode observar na amostra de estrelas classificadas como população III. Nesse caso, assumindo uma densidade média de $\approx 10\%$, como se determinou no capítulo 2, deveriam existir ≈ 50 estrelas da população III, contrariamente às 95 que se classificaram como tal.

Assim, sem aplicar critérios cinemáticos, não se pôde estabelecer uma correspondência rigorosa entre uma dada estrela e a população a que pertence. Não obstante, foi possível analisar a variação da metalicidade das amostras populacionais. Para tal, apresenta-se um gráfico da altura ao PG (z) em função de δm_0 , na figura 4.22, para determinar a distribuição da metalicidade com a altura ao PG, e outra de z em função da metalicidade, na figura 4.23, que ilustra a distribuição das três amostras em função de $[Fe/H]$.

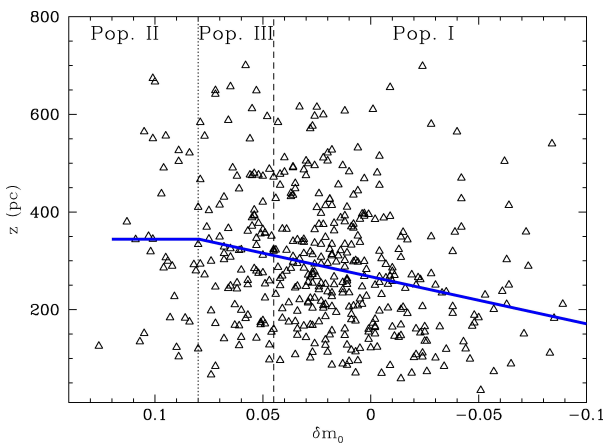


Figura 4.22: Distância z pc em função do índice de metalicidade δm_0 . Os traços verticais indicam os limites de δm_0 para a divisão das populações, 0.045 (tracejado) e 0.080 (pontilhado). O segmento horizontal da Pop. II indica a altura média ao PG da amostra, em função de δm_0 ; a recta ajustada das Pop. I e III corresponde à variação da metalicidade dessas amostras com a altura ao PG.

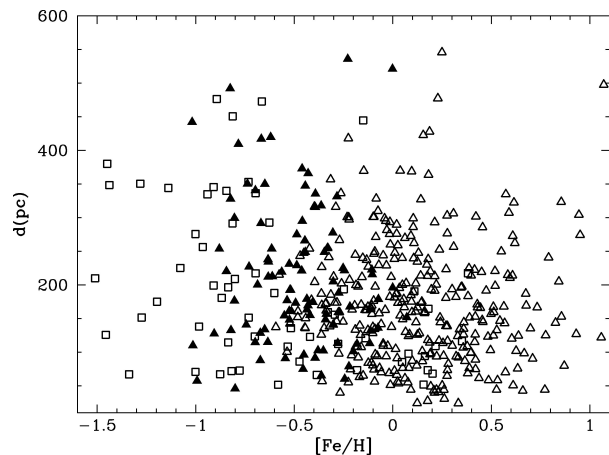


Figura 4.23: Distância z em função da metalicidade. Os triângulos a abertos representam a amostra da Pop. I, os triângulos a cheio representam a amostra da Pop. III e os quadrados representam a amostra da Pop. II.

Como se pode observar na figura 4.22, para as amostras das populações I e III, a distribuição de z em função de δm_0 sugere a existência duma variação da metalicidade com a altura ao PG (recta de tendência média ajustada), verificando-se o aumento de δm_0 com o incremento de z . Isto é, as estrelas mais pobres em metais (maior δm_0) aparecem, em média, incrementalmente mais afastadas do PG, como era esperado. Para a amostra da população II, o número reduzido de elementos não permitiu extrapolar esse resultado. No entanto, foi possível determinar uma altura média ao PG para a distribuição de δm_0 dessa amostra (segmento horizontal), com o valor de $\approx 344 pc$, obtido a partir do histograma na figura 4.26.

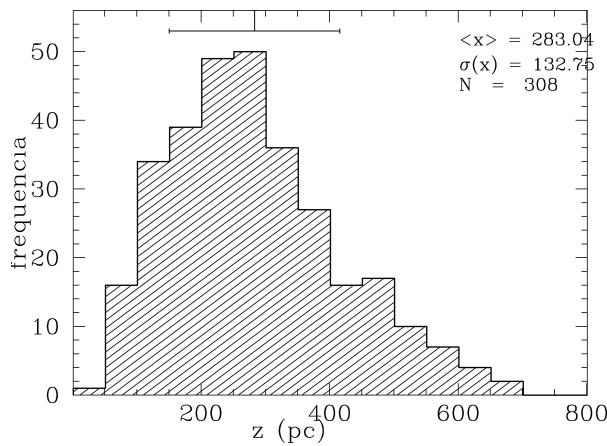


Figura 4.24: Distribuição de z para as estrelas classificadas como população I.

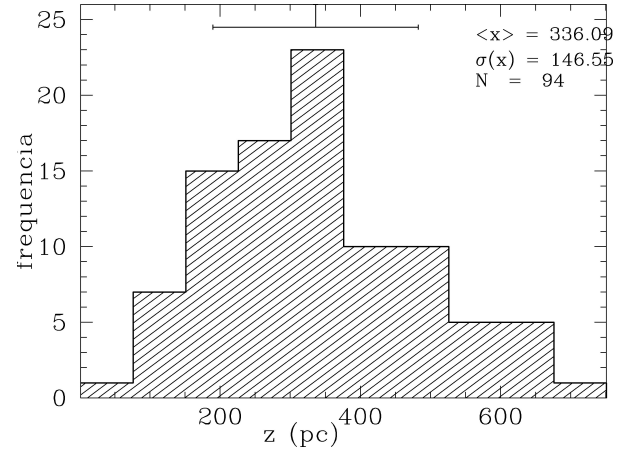


Figura 4.25: Distribuição de z para as estrelas classificadas como população III.

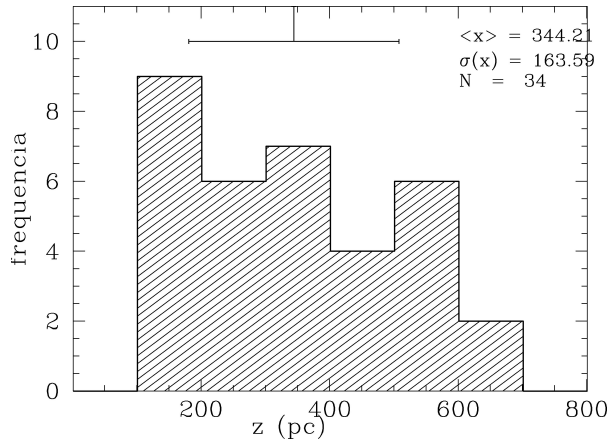


Figura 4.26: Distribuição de z para as estrelas classificadas como população II.

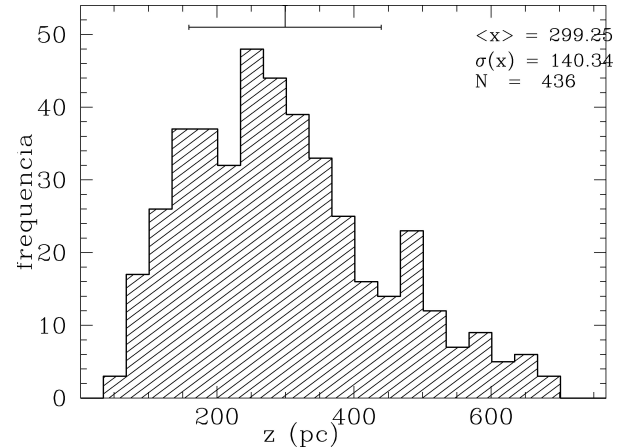


Figura 4.27: Distribuição de z para a amostra total de estrelas calibradas.

O facto da recta ajustada e do segmento coincidirem em $\delta m_0 = 0.080$, sugere uma variação suave na distribuição das metalicidades entre as várias amostras populacionais, para $z < 600 pc$ e na vizinhança solar. Nesse sentido, observando a figura 4.23, nota-se que há sobreposição de metalicidade entre elas, sustentando a afirmação anterior. Não obstante, permanece válida a variação de $[Fe/H]$ com z , para as estrelas classificadas como populações I e III. Para estas, também

se obtiveram valores médios de z , a partir dos histogramas ilustrados nas figuras 4.24 e 4.25. Como se pode observar, os valores médios de z determinados para as três amostras populacionais são relativamente próximos, variando entre 283 e 344 pc , ou seja, $\Delta z \approx 60 pc$, sendo as dispersões consideráveis ($\overline{\sigma_z} \approx 148 pc$).

Fazendo a média dos valores, obtém-se $\bar{z} \approx 321 pc$, que é concordante com o valor canónico da literatura para a escala de altura do disco fino velho (325 pc – vide capítulo 2). Observando ainda, atentamente, o histograma da figura 4.27, representativo da escala de altura da amostra total de 485 estrelas, verifica-se que existem dois picos na distribuição de z , um centrado em torno de 150 pc e outro em torno de 300 pc , o que sugere a presença das duas componentes populacionais do disco fino: o disco fino novo, com $h_z \approx 150 pc$, e o disco fino velho, com $h_z \approx 300 pc$. Estes valores, são consistentes com os valores da literatura para estas componentes, sendo também concordantes com os resultados obtidos por Maia (1996) e Agostinho *et al.* (1996), com o referido subconjunto de estrelas da presente amostra.

Assim, comprova-se que a amostra total de estrelas calibradas é constituída, na sua grande maioria, por estrelas do disco fino. Relativamente à separação por população, em função do índice de metalicidade, como se referiu, a mesma não produz uma correspondência unívoca entre uma dada estrela e a população em que é classificada. Nesse sentido, além de estrelas do disco fino, seleccionadas por metalicidade, a presente amostra contém traços característicos da presença de estrelas do disco espesso e, eventualmente, do halo, a crer na cauda de metalicidades presentes no histograma relativo à distribuição de metalicidade das estrelas classificadas como população II. No entanto, como se verá na secção 4.6, os erros obtidos nas calibrações das equações de $[Fe/H]$, não permitem confirmar essa situação.

4.5 Classe de Luminosidade e Idade

Com o intuito de determinar as classes de luminosidade das estrelas em estudo, apresentam-se em seguida os histogramas das distribuições em magnitude absoluta (M_v) das três amostras populacionais, nas figuras 4.28 a 4.30, e ainda o histograma da distribuição de M_v da amostra total de estrelas, na figura 4.31. Como se pode observar dos vários histogramas, o valor médio da magnitude absoluta típica de cada amostra populacional situa-se em torno de $M_v \approx 3.58 mag$, que é o valor médio da amostra total. Isto reflecte, claramente, o critério da selecção de estrelas F e G para o estudo fotométrico, como se constata pelo facto da magnitude absoluta da amostra total estar compreendida no intervalo $2.5 \leq M_v \leq 4.5$, que são os valores correspondentes, respectivamente, a estrelas anãs *early-F* e *early-G* (Mihalas & Binney, 1981). Deste modo, pode considerar-se que a amostra é representativa de estrelas F e G, sendo dominada por estrelas *late-F*.

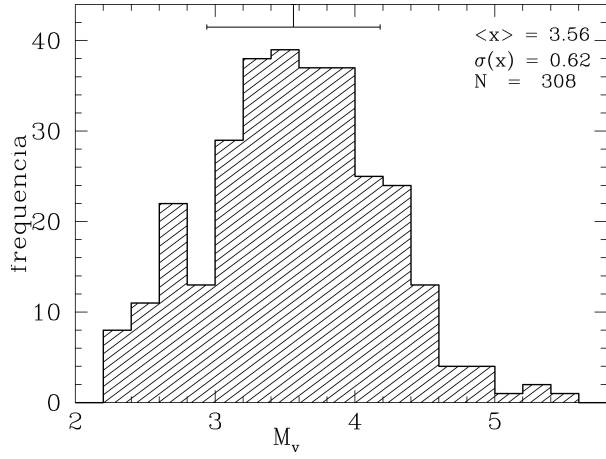


Figura 4.28: Distribuição de M_v para as estrelas classificadas como população I.

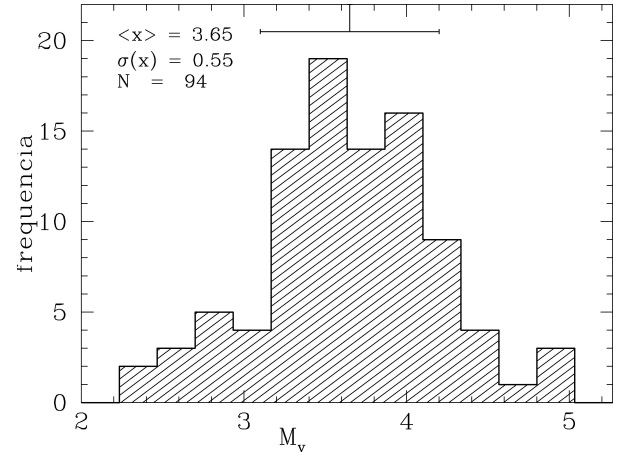


Figura 4.29: Distribuição de M_v para as estrelas classificadas como população III.

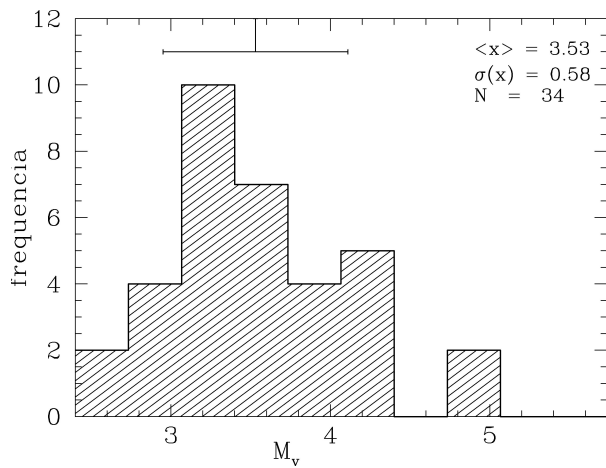


Figura 4.30: Distribuição de M_v para as estrelas classificadas como população II.

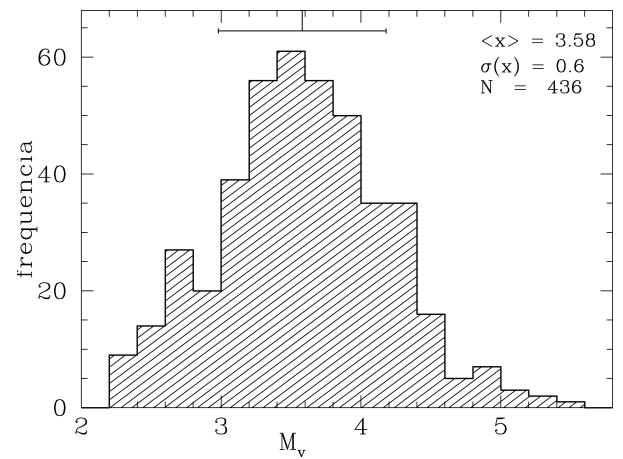


Figura 4.31: Distribuição de M_v para a amostra total de estrelas calibradas.

Apresenta-se na figura 4.32 o gráfico de c_0 em função de β , incluindo a curva representativa da relação das estrelas da ZAMS, definida por Crawford (1975) e Olsen (1988). Dado que c_0 é um indicador da luminosidade e β é um indicador da temperatura efectiva da estrela, o gráfico é equivalente a um diagrama cor-magnitude (CMD) de Hertsprung-Russel, tornando-se possível estimar o estado evolutivo das estrelas. Assim, quanto mais acima da curva da ZAMS a estrela estiver, mais evoluída será.

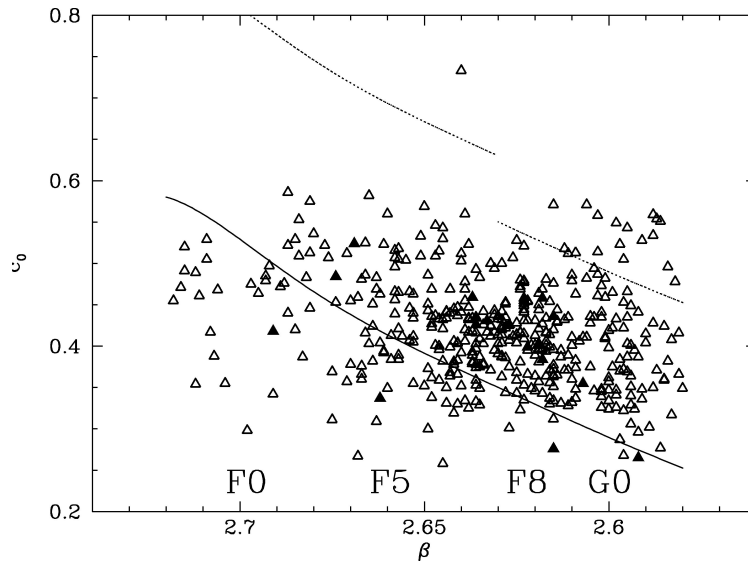


Figura 4.32: Diagrama de c_0 em função de β para a amostra total. A curva a cheio representa a relação das estrelas da ZAMS. As curvas a tracejado limitam inferiormente a zona das gigantes. Os triângulos a cheio representam estrelas com $[Fe/H] \leq -1.0 \text{ dex}$.

De acordo com Crawford (1975), os valores de c_0 e de β que delimitam a zona entre as anãs e as gigantes respeitam as seguintes condições: $\delta c_0 < 0.280 \text{ mag}$, se $\beta > 2.630 \text{ mag}$; $\delta c_0 < 0.200 \text{ mag}$, se $\beta < 2.630 \text{ mag}$. Na figura 4.32, as curvas referentes a esses valores encontram-se a tracejado. A zona das sub-gigantes é geralmente delimitada por $\delta c_0 > 0.11 \text{ mag}$ (Olsen, 1988). No gráfico, os triângulos representam o total da amostra estudada. Dado que não se conseguiu estabelecer uma pertença unívoca das estrelas às respectivas populações, decidiu-se estudar o estado evolutivo geral da amostra, não particularizando resultados para cada população.

Observa-se que a maioria das estrelas da amostra são anãs com luminosidades compreendidas entre as classes F4 (*late F type*) e G2 (*early G type*), com um centro em torno de F8. Pode ainda observar-se um grupo razoável de estrelas abaixo da curva da ZAMS, bem como um pequeno conjunto de estrelas potenciais candidatas a gigantes, na região da classe G0. Relativamente ao primeiro grupo, o seu índice de luminosidade é inferior ao valor médio de estrelas da ZAMS com a mesma temperatura (indicada pelo índice β), significando que essas estrelas são menos evoluídas do que as da ZAMS. Nesse grupo encontram-se 4 estrelas com metalicidade inferior a -1.0 dex , constituindo assim eventuais candidatas a subanãs.

Relativamente ao segundo grupo, existem 16 estrelas acima da região das gigantes, constituindo eventuais candidatas a gigantes, um número maior do que o esperado. Nesse sentido, deve realçar-se que, tanto neste caso, como no anterior, podem ter ocorrido erros de fotometria, que resultaram na determinação incorrecta dos índices c_0 e β para algumas das estrelas.

Em relação às estrelas que se situam entre a curva da ZAMS e o limite das gigantes, observa-se uma saída progressiva da sequência principal em direcção à zona das gigantes, demonstrando que, em geral, a amostra é constituída por estrelas relativamente evoluídas que se encontram, ou na região do *turn-off*, ou na fase de sub-gigante. Para analisar esse aspecto, apresentam-se seguidamente os CMD das amostras populacionais, juntamente com curvas isócronas (VandenBerg, Bergbush & Dowler, 2006) apropriadas. As figuras 4.33 e 4.34 ilustram os CMD das estrelas classificadas como população I com limite em metalicidade, respectivamente, de 0.1 dex e -0.5 dex . A necessidade de dividir a amostra de estrelas da população I prendeu-se com o facto desta ter apresentado uma dispersão em metalicidade significativa, com um desvio padrão de 0.34 dex e, como se verá na secção 4.6, um erro médio de $\approx 0.5 \text{ dex}$ associado à calibração de $[Fe/H]$.

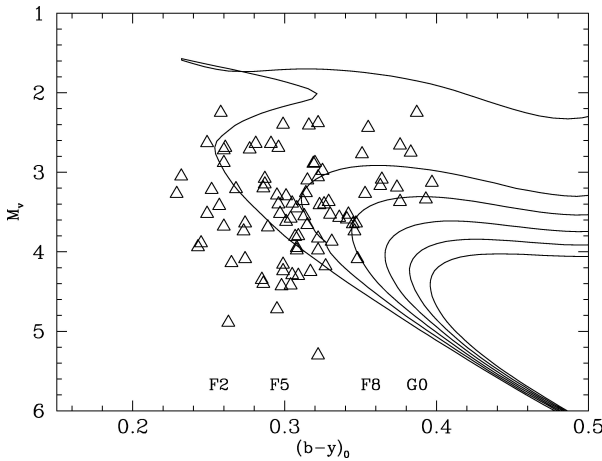


Figura 4.33: Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. I com $[Fe/H] \geq 0.1 \text{ dex}$. As isócronas correspondem a 2, 4, 6, 8, 10 e 12 *Ganos*, para uma metalicidade de $[Fe/H] = -0.11 \text{ dex}$.

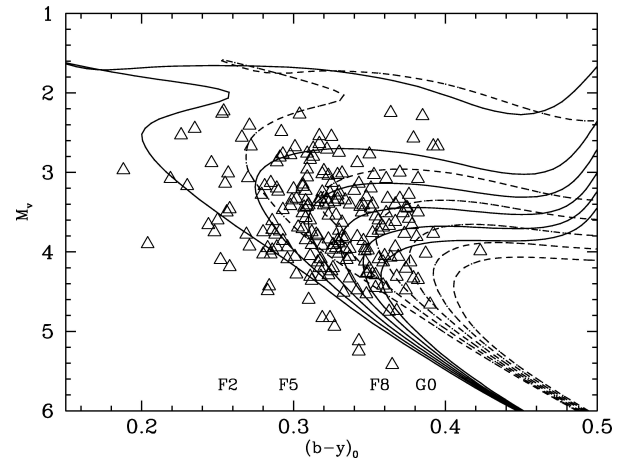


Figura 4.34: Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. I com $-0.5 \leq [Fe/H] \leq 0.1 \text{ dex}$. As isócronas correspondem a 2, 4, 6, 8, 10 e 12 *Ganos*, com $[Fe/H] = -0.52 \text{ dex}$ (linhas cheias) e $[Fe/H] = 0.0 \text{ dex}$ (linhas tracejadas).

Assim, para o primeiro grupo de estrelas da população I, com $[Fe/H] \geq 0.1 \text{ dex}$, usaram-se isócronas com metalicidade $[Fe/H] = -0.1 \text{ dex}$ e sem enriquecimento de elementos α ($\alpha = 0.0$), para idades entre 2 e 12 *Ganos*, em intervalos de 2 *Ganos*. Para o segundo grupo de estrelas, com $-0.5 \leq [Fe/H] < 0.1 \text{ dex}$, usaram-se dois conjuntos de isócronas, um com $[Fe/H] = -0.52 \text{ dex}$ (linhas cheias) e outro com $[Fe/H] = 0.0 \text{ dex}$ (linhas tracejadas), também para idades entre 2 e 12 *Ganos*, em intervalos de 2 *Ganos*, e sem enriquecimento de elementos α .

Como se pode observar, em ambos os diagramas as estrelas possuem magnitude absoluta

elevada, de idade relativamente baixa e na fase de *turn-off*. No grupo caracterizado por $[Fe/H] \geq 0.1 dex$ nota-se uma grande dispersão de valores em $(b - y)$ numa região atrás das isócronas, indicando que a sua metalicidade pode estar abaixo do valor usado como limite de separação, o que aponta para erros na determinação da metalicidade de algumas estrelas, como já se referiu. Relativamente ao grupo caracterizado por $-0.5 \leq [Fe/H] < 0.1 dex$, a situação é um pouco melhor, com menor dispersão relativamente ao conjunto de isócronas de menor metalicidade. Note-se que as estrelas situadas a baixo da isócrona de 12 *Ganos* para $[Fe/H] = -0.52 dex$, estão contidas no grupo de isócronas com $[Fe/H] = 0.0 dex$,

Em termos de idade, o primeiro grupo aparenta situar-se entre os 2 e os 6 *Ganos*, numa média de idades de 4 *Ganos*, com estrelas no *turn-off*. No segundo grupo, a gama de idades aparenta ser mais abrangente, entre os 4 e os 10 *Ganos*, dando uma média de 7 *Ganos*, com estrelas situadas no *turn-off* e também na fase de sub-gigantes, quer nas isócronas de $[Fe/H] = -0.52 dex$, quer nas de $[Fe/H] = 0.0 dex$.

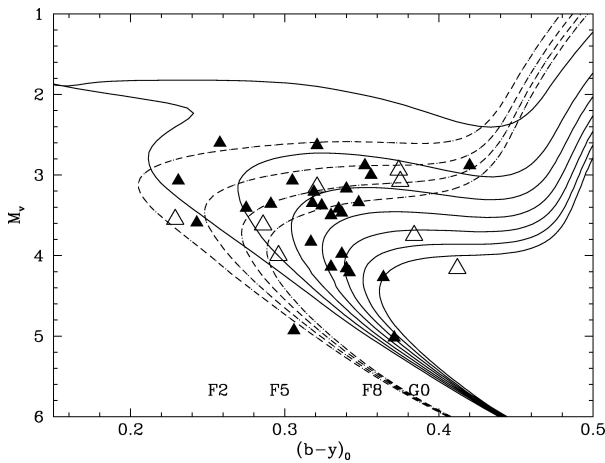


Figura 4.35: Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. II. As isócronas correspondem a 2, 4, 6, 8, 10 e 12 *Ganos*, com $[Fe/H] = -1.01 dex$ (linhas cheias) e a 6, 8, 10 e 12 *Ganos*, com $[Fe/H] = -2.01 dex$ (linhas tracejadas), todas com $\alpha = 0.6$. Estrelas com $[Fe/H] \leq -1.5 dex$ são representadas por triângulos abertos.

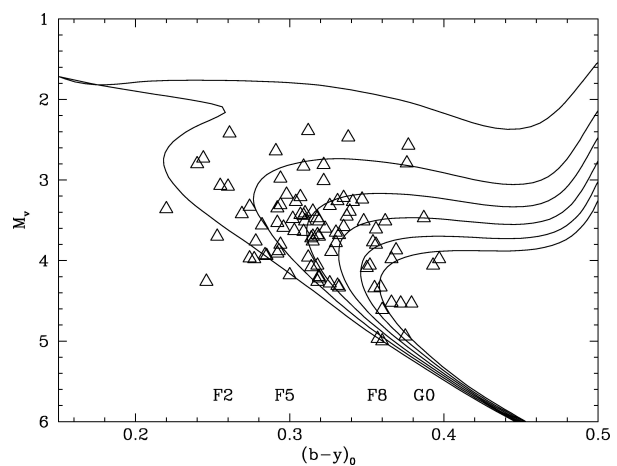


Figura 4.36: Diagrama cor-magnitude para as estrelas Pop. III. As isócronas correspondem a 2, 4, 6, 8, 10 e 12 *Ganos*, com $[Fe/H] = -0.71 dex$ e $\alpha = 0.3$.

Relativamente às estrelas classificadas como populações II e III, não houve necessidade de dividi-las em sub-grupos de metalicidade. No caso da amostra da população III (figura 4.36), usou-se um grupo de isócronas para $[Fe/H] = -0.71 dex$ e $\alpha = 0.3$, correspondendo à metalicidade média da componente mais pobre em metais do disco espesso (Schuster *et al.*, 2006). Neste caso, o ajuste aparenta ser mais robusto do que no caso das sub-amostras da população I, havendo menor dispersão relativamente às isócronas. Mais uma vez, a maioria das estrelas encontra-se entre a região de *turn-off* e a fase de sub-gigantes. A existência de estrelas abaixo da isócrona

dos 12 *Ganos*, parece indicar que se tratam de estrelas de maior metalicidade que poderiam ser ajustadas por uma isócrona de metalicidade mais adequada. Não obstante, a média das estrelas desta amostra encontra-se entre os 4 e os 12 *Ganos*, apontando para uma média de idades em torno dos 8 *Ganos*.

Para a amostra referente à população II (figura 4.35), utilizaram-se dois conjuntos de isócronas, um com $[Fe/H] = -1.01 dex$ (linhas cheias), equivalente ao valor médio obtido a partir dos histogramas apresentados na secção 4.4, entre os 2 e os 12 *Ganos*, e outro com $[Fe/H] = -2.01 dex$, na tentativa de abarcar as estrelas com menor metalicidade dessa amostra (as estrelas com $[Fe/H] \leq -1.5 dex$ são representadas por triângulos abertos), entre os 6 e os 12 *Ganos*. Em ambos os conjuntos de isócronas admitiu-se um enriquecimento de elementos $\alpha = 0.6$. Como se pode notar, duas das estrelas classificadas com menor metalicidade estão muito abaixo da isócrona de 12 *Ganos* (a tracejada) equivalente a $[Fe/H] = -2.01 dex$, o que levanta questões quanto à determinação da sua magnitude, ou da sua metalicidade. A mesma situação pode encontrar-se numa das estrelas classificadas com menor metalicidade que se encontra mais ajustada à isócrona com $[Fe/H] = -2.01 dex$. Não obstante, este grupo de menor metalicidade parece situar-se entre os 8 e os 12 *Ganos*, o que aponta para uma média de idades de 10 *Ganos* para a sub-amostra. As estrelas mais metálicas aparentam abranger mais idades, entre os 4 e os 10 *Ganos*, situando-se a média em torno dos 8 *Ganos*.

Os valores de idade aqui indicados para as várias amostras parecem coadunar-se com os referidos na literatura (vidé capítulo 2). No entanto, dada a aparente incoerência entre algumas isócronas usadas e os valores de M_v e $(b - y)$ de algumas estrelas com metalicidades equivalentes, apresenta-se na secção seguinte um estudo sobre a determinação dos erros associados à dedução dos parâmetros intrínsecos.

4.6 Erros nas Calibrações

O cálculo dos erros associados aos diversos parâmetros estelares depende, em primeiro plano, dos erros oriundos da calibração dos índices fotométricos. Nesse âmbito, foram apresentados no final da subsecção 3.2.7 os histogramas referentes à determinação da média dos resíduos obtidos em cada índice, com as respectivas dispersões. Nesse sentido, observou-se que os índices y , $(b - y)$, c_1 e β apresentavam resíduos médios de $0.00 mag$ e que o índice m_1 apresentava um resíduo médio de $-0.01 mag$. Relativamente aos desvios padrão, estes oscilavam entre $0.01 mag$ para β , $0.02 mag$ para c_1 , $0.04 mag$ para $(b - y)$ e m_1 , e $0.05 mag$ para y .

Dado o tratamento estatístico aplicado aos dados fotométricos, assumiu-se que o erro de cada índice na calibração fotométrica correspondia ao desvio padrão da média dos seus resíduos. Como

se indicou também nessa subsecção 3.2.7, uma boa fotometria *uvby* β de Strömngren exige erros na casa das milésimas, ou seja, uma ordem de grandeza abaixo dos obtidos neste trabalho. Com este critério em mente, procurou perceber-se qual a influência dos erros na casa das centésimas no cálculo dos diversos parâmetros, devido à propagação dos erros, segundo as suas equações apresentadas na subsecção 3.2.8 e na secção 3.3.

Começando pelo cálculo de $E(b - y)$, este envolve $(b - y)$, cujo erro provém directamente da calibração fotométrica, e de $(b - y)_0$, cujo cálculo envolve os índices β , δc_0 e δm_0 . O erro de β provém igualmente da calibração fotométrica, mas os erros de δc_0 e δm_0 envolvem não só os erros de c_0 e m_0 , respectivamente, como também o erro de β aplicado ao cálculo de m_0 e c_0 para a ZAMS. Desta forma, a propagação dos erros da fotometria gera um erro na determinação de $(b - y)_0$ que varia consante os valores de β e m_0 , como se pode observar na figura 4.37, onde se encontram marcadas as curvas de desvio padrão para $\delta m_0 = 0.005 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.005 \text{ mag}$ (mais baixa), $\delta m_0 = 0.01 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.01 \text{ mag}$, $\delta m_0 = 0.02 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.02 \text{ mag}$, e $\delta m_0 = 0.04 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.01 \text{ mag}$ (mais alta). Verifica-se que o erro $\Delta(b - y)_0$ aumenta com o incremento de m_1 (aumento da metalicidade) e com a diminuição de β (decréscimo na temperatura), sendo por isso mais acentuado em estrelas mais frias e maior $[Fe/H]$. A tabela 4.1 sumariza os valores de $\Delta(b - y)_0$ em função de β e m_0 , considerando os erros fotométricos acima referidos.

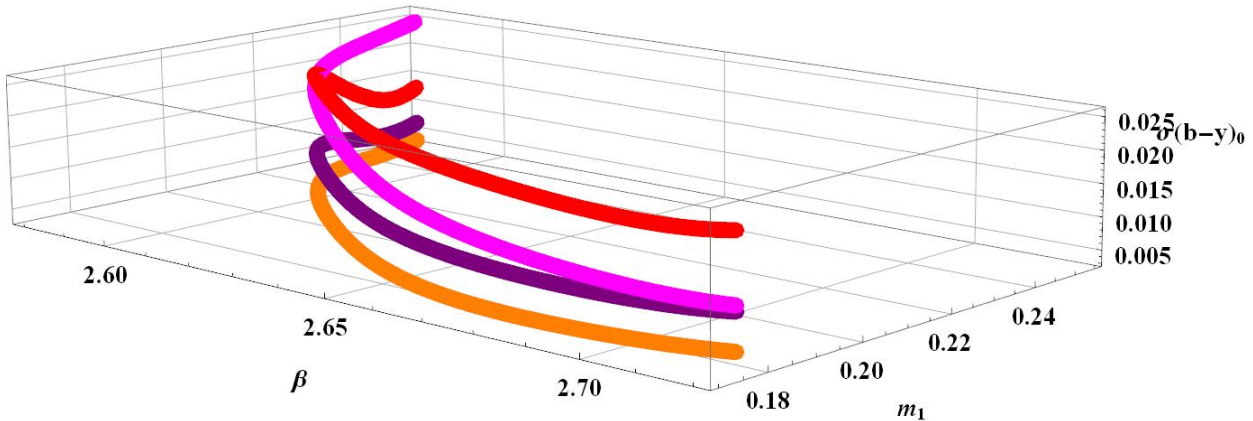


Figura 4.37: Desvio de calibração de $(b - y)_0$ em função de β e m_0 , para estrelas da ZAMS. Imagem obtida com o Mathematica 7.0.

Com base nesta variação, determinou-se o erro de $E(b - y)$, a partir da equação 3.77, resultando num valor $\Delta E(b - y) \approx 0.045$, comparável, portanto, aos desvios padrão determinados na secção 4.2 para os vários campos. Ao aplicar-se a correcção do excesso de cor, os índices íntrossecos passam a reflectir a propagação do erro provindo de $E(b - y)$. Para a calibração da magnitude aparente, a partir da calibração de Crawford (1975), que depende apenas de β e δc_0 , obtiveram-se os rdesvios apresentados na tabela 4.2. Um erro da ordem das centésimas em β e c_0 gera erros na ordem das décimas em M_v . Embora esta situação, só por si, não esclareça totalmente

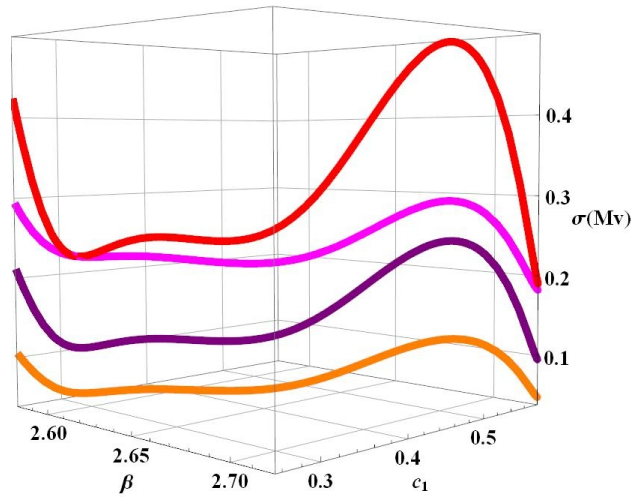
Tabela 4.1: Desvio de calibração de $(b - y)_0$ em função de β , m_0 e c_0 , para estrelas nas ZAMS.

$\Delta(b - y)_0$ s	β	m_0	c_0
0.0116	2.72	0.177	0.580
0.0120	2.71	0.174	0.560
0.0129	2.70	0.172	0.530
0.0141	2.69	0.171	0.495
0.0153	2.68	0.170	0.465
0.0164	2.67	0.171	0.440
0.0176	2.66	0.174	0.415
0.0186	2.65	0.178	0.390
0.0198	2.64	0.183	0.370
0.0209	2.63	0.189	0.350
0.0221	2.62	0.196	0.330
0.0230	2.61	0.204	0.310
0.0235	2.60	0.214	0.290
0.0236	2.59	0.230	0.270
0.0242	2.58	0.255	0.253

Tabela 4.2: Desvio de calibração de M_V em função de β e c_0 , para estrelas da ZAMS.

ΔM_v	β	c_0
0.183	2.720	0.580
0.188	2.710	0.560
0.190	2.700	0.530
0.192	2.690	0.495
0.197	2.680	0.465
0.204	2.670	0.440
0.213	2.660	0.415
0.220	2.650	0.390
0.227	2.640	0.370
0.233	2.630	0.350
0.240	2.620	0.330
0.253	2.610	0.310
0.277	2.600	0.290
0.325	2.590	0.270
0.414	2.580	0.253

as discrepâncias entre as isócronas marcadas com uma dada metalicidade e a posição das estrelas da amostra no diagrama cor-magnitude, ajuda certamente a perceber porque razão é importante obter precisões da ordem das milésimas na fotometria *uvby* β de Strömgren. Nesse sentido, a figura 4.38, ilustra o desvio obtido na determinação de M_v , a partir da equação 3.91, considerando várias escalas de erro: $\delta c_0 = 0.005 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.005 \text{ mag}$ (mais baixa), $\delta c_0 = 0.01 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.01 \text{ mag}$, $\delta c_0 = 0.02 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.02 \text{ mag}$, e $\delta c_0 = 0.02 \text{ mag}$ e $\delta \beta = 0.01 \text{ mag}$ (mais alta).

Figura 4.38: Desvio de calibração de M_v em função de β e c_0 , para estrelas da ZAMS. Imagem obtida com o Mathematica 7.0.

É notória a influência do erro na ordem das centésimas (curva superior), face ao erro na casa das milésimas (curva inferior), na determinação de M_v , podendo a propagação dos erros ascender a 0.5 mag , no pior dos casos. Relativamente às equações usadas de calibração da metalicidade,

estas dependem de $(b - y)$, m_0 e c_0 , resultando os respectivos erros da propagação dos desvios padrão desses três índices. Desse forma, aplicando um método semelhante ao utilizado para M_v , calcularam-se as curvas de desvio padrão de $[Fe/H]$ para estrelas das ZAMS, tendo-se obtido resultados diferentes com as equações 3.97 e 3.99 de Schuster & Nissen (1989a), respectivamente para as estrelas F (figura 4.39) e G (figura 4.40). Como referência, as tabelas 4.3 e 4.4 sumarizam os resultados de $\Delta[Fe/H]$ em função de $(b - y)$, c_0 e m_0 , respectivamente para estrelas F e G da ZAMS, a partir das equações 3.97 e 3.99. É notória a diferença na propagação dos erros entre a equação para estrelas F e a equação para estrelas G. Enquanto a equação para estrelas F se comporta melhor para valores baixos de $(b - y)_0$ e de m_0 (estrelas quentes e de baixa metalicidade), já a equação para estrelas G comporta-se melhor para valores elevados de $(b - y)_0$ e valores baixos de c_0 (estrelas mais frias). Isto resulta do facto das equações estarem especificamente calibradas para cada uma dessas classes espectrais.

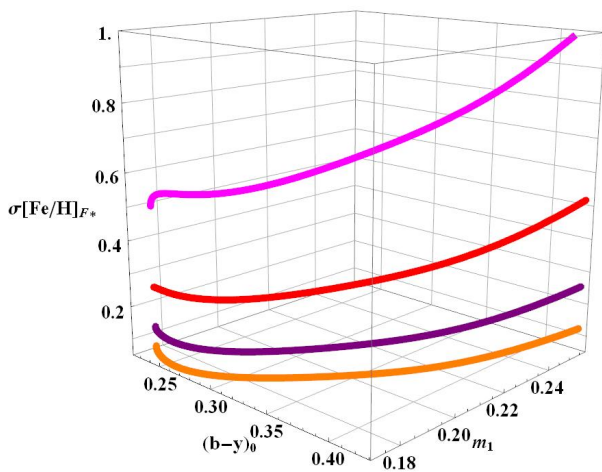


Figura 4.39: Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e m_0 , para estrelas F da ZAMS. Imagem obtida com o Mathematica 7.0.

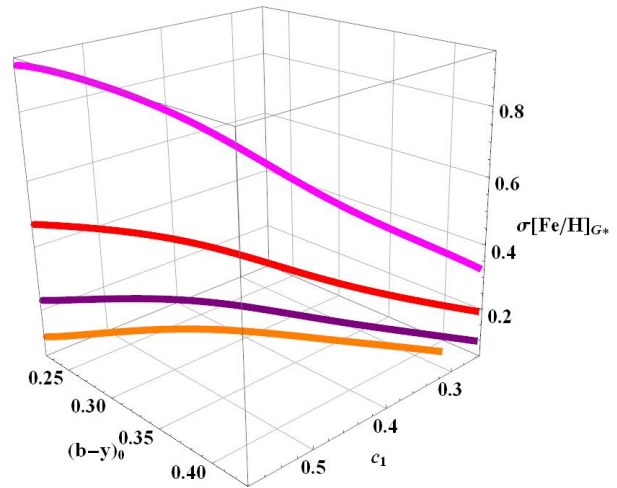


Figura 4.40: Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e c_0 , para estrelas G da ZAMS. Imagem obtida com o Mathematica 7.0.

Fez-se também uma análise da propagação de erros para a equação de calibração da temperatura efectiva de Saxner & Hammarbäck (1985), que depende apenas de $(b - y)$ e $[Fe/H]$. A análise revelou que o erro associado à temperatura efectiva é variável com a temperatura, na medida em que é menor para estrelas mais quentes (metalicidade alta) e maior para estrelas mais frias (metalicidade baixa). A tabela 4.5 sumariza os erros obtidos para um intervalo de metalicidade de $-0.58 < [Fe/H] < -0.25$. A figura 4.41 ilustra a variação do erro de T_{ef} em função $(b - y)_0$ e $[Fe/H]$, para a mesma variação de metalicidade e em que os valores de $(b - y)_0$ vão de F0 a F9.

Considerando os valores da tabela, verifica-se que para estrelas F0, com $T_{ef} \approx 7200 K$,

Tabela 4.3: Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de β e m_0 , para estrelas F da ZAMS.

$\Delta[Fe/H]$	m_0	$(b-y)_0$
0.486	0.177	0.222
0.522	0.174	0.233
0.551	0.172	0.245
0.569	0.171	0.258
0.579	0.170	0.271
0.585	0.171	0.284
0.594	0.174	0.298
0.608	0.178	0.313
0.630	0.183	0.328
0.661	0.189	0.344
0.699	0.196	0.360
0.743	0.204	0.377
0.796	0.214	0.394
0.885	0.230	0.412
1.040	0.255	0.431

Tabela 4.4: Desvio de calibração de $[Fe/H]$ em função de m_0 , c_0 e $(b-y)$, para estrelas G da ZAMS.

$\Delta[Fe/H]$	m_0	$(b-y)_0$	c_0
0.932	0.177	0.222	0.580
0.921	0.174	0.233	0.560
0.885	0.172	0.245	0.530
0.833	0.171	0.258	0.495
0.789	0.170	0.271	0.465
0.740	0.171	0.284	0.440
0.683	0.174	0.298	0.415
0.625	0.178	0.313	0.390
0.574	0.183	0.328	0.370
0.524	0.189	0.344	0.350
0.477	0.196	0.360	0.330
0.435	0.204	0.377	0.310
0.398	0.214	0.394	0.290
0.360	0.230	0.412	0.270
0.324	0.255	0.431	0.253

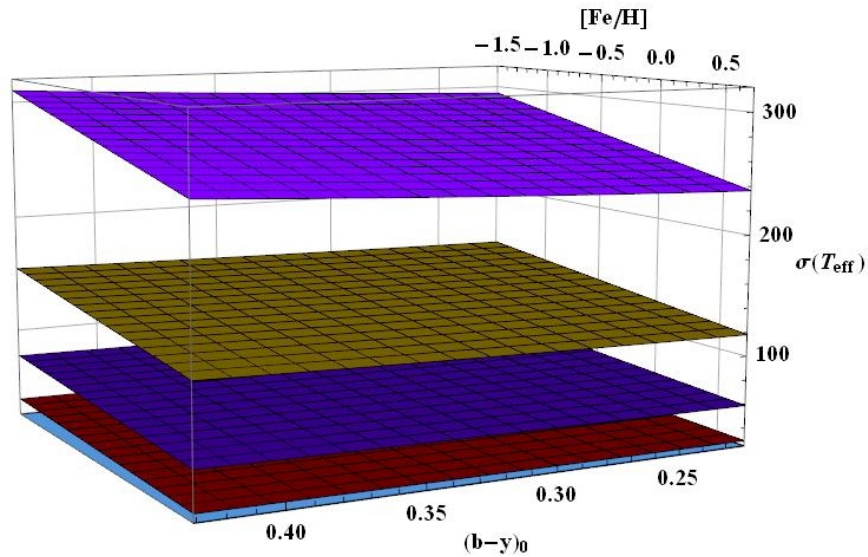
Figura 4.41: Desvio de calibração de T_{ef} em função de $(b-y)_0$ e $[Fe/H]$, para estrelas de metalicidade intermédia. Imagem obtida com o Mathematica 7.0.

Tabela 4.5: Desvio de calibração de T_{ef} em função de $(b - y)_0$ e $[Fe/H]$, para estrelas de metalicidade intermédia.

$\Delta T_{ef} (K)$	$(b - y)_0$	$[Fe/H]$
298	0.222	-0.580
299	0.233	-0.560
299	0.245	-0.530
300	0.258	-0.495
301	0.271	-0.465
302	0.284	-0.440
304	0.298	-0.415
306	0.313	-0.390
309	0.328	-0.370
312	0.344	-0.350
315	0.360	-0.330
318	0.377	-0.310
322	0.394	-0.290
326	0.412	-0.270
330	0.431	-0.253

o erro na temperatura atingia $\approx 240 K$, enquanto que para estrelas G2, com $T_{ef} \approx 5800 K$ o erro na temperatura atingia $\approx 300 K$. Dessa forma, ao pretender-se elaborar um diagrama HR com M_v em função de $\log(T_{ef})$ verificou-se que o erro propagado no logaritmo era significativo, fazendo variar o valor de $\log(T_{ef})$ entre 0.029 (estrelas mais quentes) e 0.045 (estrelas mais frias), o que é considerável, tendo em conta que a separação entre a classe G2 e a classe F0 em $\log(T_{ef})$ é de apenas 0.100. Considerando ainda a equação de Martell & Laughlin (2002), como esta apresenta dependências em três índices, com termos não lineares, a propagação de erros geraria erros semelhantes, ou mesmo superiores, aos obtidos com a equação de Saxner & Hammarbäck (1985). Por esse motivo, realizaram-se os diagramas cor-magnitude de M_v em função de $(b - y)_0$.

Capítulo 5

Discussão e Trabalho Futuro

O presente trabalho teve como objectivo a caracterização da estrutura estelar do disco galáctico na direcção do PSG, através do estudo fotométrico duma amostra de 485 estrelas localizadas em 8 campos estelares, provenientes dum levantamento espectroscópico realizado por Rose (1991), Rose & Agostinho (1991), Agostinho (1992) e Stock *et al.* (1998). Os campos foram observados em diferentes regiões do PSG. Os campos 1, 2, 7 e 8 estão localizados na direcção do PSG, os campos 3, 5 e 6 estão situados em latitudes galácticas, respectivamente, de $\approx -60^\circ$ e $\approx -45^\circ$, na direcção do CG, e o campo 4 está também localizado na latitude $b = -45^\circ$, mas na direcção do anti-CG.

As estrelas da amostra foram observadas em diferentes períodos, nomeadamente entre 1994 e 1995 e entre 1997 e 2000, correspondendo este último período ao projecto YALO. Neste trabalho, efectuou-se a redução dos dados provenientes desse projecto, correspondentes a um subconjunto de 181 estrelas da amostra. Durante a fase de processamento das imagens encontraram-se algumas situações que requereram um tratamento adequado para a obtenção dos dados fotométricos.

Em particular, adoptou-se uma metodologia própria para a determinação dos coeficientes de extinção e de calibração instrumental, da qual resultaram dados fotométricos no sistema padrão, para as 181 estrelas do projecto YALO, com dispersões em cada índice da ordem das centésimas de magnitude. Esses dados foram complementados com os provenientes dos anteriores períodos de observações, perfazendo o total das 485 estrelas. Procedeu-se então à determinação do excesso de cor e dos parâmetros fundamentais das estrelas da amostra, tendo estas sido divididas em populações segundo o critério de metalicidade de Strömgen. Desse modo, as estrelas com $\delta m_0 < 0.045$ foram classificadas como Pop. I, as estrelas com $0.045 \leq \delta m_0 < 0.080$ foram classificadas como Pop. III, e as restantes ($\delta m_0 \geq 0.080$) como Pop. II. Desta forma obtiveram-se 322 estrelas classificadas como Pop. I, 95 classificadas como Pop. III e 37 seleccionadas como Pop. II.

O estudo do excesso de cor, $E(b - y)$, foi efectuado separadamente para as estrelas dos

campos nas diferentes direcções. Das três calibrações aplicadas para a determinação do excesso de cor, as calibrações de Crawford e Nissen revelaram ser as mais consistentes nas várias direcções, em particular a de Crawford, tendo sido utilizadas na determinação de $\overline{E(b-y)}$ nas várias direcções. Para os campos 1, 2, 7 e 8, situados na latitude $b \approx -90^\circ$, determinou-se um excesso de cor médio $\overline{E(b-y)} = 0.015$, a partir da calibração de Crawford, que é consistente com o publicado para essa região do céu: $E(b-y) = 0.017$ (Rose & Agostinho, 1991; Perry *et al.*, 1991). De forma análoga determinou-se $\overline{E(b-y)} \approx 0.010$ para o campo 3 ($b \approx -60^\circ$), $\overline{E(b-y)} \approx 0.018$ para o campo 6 ($\approx -45^\circ$) e $\overline{E(b-y)} \approx 0.003$ para o campo 4 ($\approx -45^\circ$). O erro na determinação do excesso de cor para os vários campos, proveniente dos erros fotométricos, foi de $\sigma_{E(b-y)} = 0.045$.

Analisando a distribuição de $E(b-y)$ com a distância $d(pc)$ nos vários campos, concluiu-se que o excesso de cor tende a aumentar com a distância na direcção do CG. Por outro lado, considerando apenas as estrelas até $300 pc$, em todos os campos, obtiveram-se os seguintes valores: $\overline{E(b-y)} = 0.015$ para os campos 1, 2, 7 e 8, $\overline{E(b-y)} = 0.017$ para o campo 3, $\overline{E(b-y)} = 0.014$ para o campo 4 e $\overline{E(b-y)} = 0.021$ para o campo 6. Destes resultados pôde concluir-se que há um aumento de $E(b-y)$ na direcção do CG e com a proximidade ao PG, como era esperado, dada a presença duma maior quantidade de nuvens de poeira nessa direcção, com o consequente aumento da dispersão da radiação.

Do estudo da distribuição de V_0 para a amostra das 485 estrelas e para o subconjunto das estrelas dos campos na direcção do PSG, constatou-se que a amostra é representativa das estrelas F e G até magnitude 11, na direcção do PSG, tendo-se observado que a distribuição possuía um aumento significativo em torno da magnitude 9, dado o enviesamento da amostra para estrelas mais brilhantes observadas nos campos mais próximos do PG.

Da análise da distribuição do índice $(b-y)_0$ para cada população, constatou-se que nas várias populações a distribuição de cores é relativamente uniforme, estando as cores compreendidas maioritariamente no intervalo $0.30 < (b-y)_0 < 0.35$, com um máximo centrado em $(b-y)_0 \approx 0.32 mag$, um valor consistente com estrelas *late-F* e *early-G*, principais constituintes da amostra.

Da distribuição de metalicidade da amostra total de estrelas, determinou-se um valor médio de $\overline{[Fe/H]} = -0.1 dex$, com $\sigma_{[Fe/H]} \approx 0.5 dex$, ou seja, uma metalicidade próxima do tipo solar, evidenciando que a amostra deve ser maioritariamente constituída por estrelas do disco fino. Considerando apenas a distribuição de metalicidade para as estrelas classificadas como Pop. I, verificou-se que esta apresentava um pico centrado em $0.1 dex$, ligeiramente acima do valor publicado, por exemplo, por Carney *et al.* (1989) ($0.0 dex$), apresentando ainda uma cauda extensa para metalicidades positivas, que pode estar relacionada com a propagação de erros da fotometria.

Para a Pop. III, determinou-se um valor médio de $\overline{[Fe/H]} = -0.49 dex$, com $\sigma_{[Fe/H]} \approx$

0.26 dex, sendo consistente com o valor obtido por Carney *et al.* (1989), Antón (1995) e Agostinho *et al.* (1996), para essa componente. Da distribuição de $[Fe/H]$ relativa à Pop. II, obteve-se um valor de metalicidade médio de $\overline{[Fe/H]} = -1.06 dex$, idêntico ao determinado por Antón (1995) e Agostinho *et al.* (1996), mas acima do determinado por Carney *et al.* (1989) ($[Fe/H] = -1.6 dex$), Karaali *et al.* (2003) ($[Fe/H] = -1.5 dex$), ou Schuster *et al.* (2006) ($[Fe/H] = -1.4 dex$), revelando a presença de estrelas Pop. I e Pop. III nessa amostra.

Considerando valores típicos de densidade relativa local das várias componentes, das 485 estrelas da amostra, seria esperado que 90% (~ 436) fossem classificadas como Pop. I, 8% (~ 49) fossem classificadas como Pop. III e que 0.2% (~ 1) fossem classificadas como Pop. II. Estes números contrastam com os obtidos neste trabalho, o que é plausível, dado que a aplicação do critério de metalicidade de Stromgrén, para a distribuição das estrelas pelas populações, não é suficiente para garantir a pertença duma estrela a uma dada população. Nesse sentido, a determinação dos parâmetros cinemáticos das estrelas da amostra, poderá vir a ser realizada no âmbito de trabalho futuro.

Através da análise da altura ao PG (z) em função de δm_0 , foi possível determinar a existência duma variação de $[Fe/H]$ com a altura ao PG, nas amostras referentes às Pop. I e III, verificando-se ainda uma variação suave na distribuição das metalicidades entre as várias amostras populacionais, para $z < 600 pc$ e na vizinhança local. Por outro lado, a análise da distribuição de z nas várias populações permitiu determinar valores médios de z para cada uma das amostras. Nesse sentido, a distribuição de z para a amostra da Pop. I permitiu obter um valor de $\bar{z} = 283 pc$, com $\sigma_z \approx 133 dex$. Para a amostra da Pop. III obteve-se um valor de $\bar{z} = 336 pc$, com $\sigma_z \approx 146 dex$. Para a amostra da Pop. III o valor encontrado foi de $\bar{z} = 344 pc$, com $\sigma_z \approx 163 dex$. A variação de \bar{z} é de $\approx 60 pc$, sugerindo que as três amostras possuem estrelas da mesma população.

Não obstante, a distribuição de z para a amostra total revela dois picos centrados, respectivamente, em $z \approx 150 pc$ e $z \approx 300 pc$. Este resultado é consistente com o obtido por Maia (1996) e Agostinho *et al.* (1996), para as componentes do disco fino novo ($h_z = 150 pc$) e do disco fino velho ($h_z = 300 pc$), sugerindo assim que a amostra é constituída na sua grande maioria por estrelas dessas duas componentes, com predomiância de estrelas do disco fino velho.

Das distribuições de M_v para as várias amostras populacionais obteve-se um valor médio semelhante ao da amostra total, centrado em $M_v = 3.58 mag$, que reflecte o critério da selecção de estrelas F e G para o estudo fotométrico, e permite concluir que a amostra é representativa de estrelas F e G, sendo dominada por estrelas *late-F*. Do gráfico de c_0 , em função de β , observa-se que a amostra é constituída essencialmente por anãs com luminosidades entre F4 (*late F type*) e G2 (*early G type*), centradas em F8. Em média, as estrelas da amostra total encontram-se

entre a curva da ZAMS e o limite das gigantes, observando-se uma saída progressiva da sequência principal para a região das gigantes, indicando que as estrelas se encontram entre o *turn-off* e a fase de sub-gigantes, constituindo por isso uma amostra de estrelas evoluídas.

A partir dos diagramas cor-magnitude de cada amostra populacional, foi possível determinar idades médias para cada grupo, por ajuste de isócronas. Dada a dispersão em metalicidades, a amostra de estrelas Pop. I foi dividida em dois grupos, um com $[Fe/H] \geq 0.1 dex$ e outro com $[Fe/H] < 0.1 dex$. Relativamente ao primeiro grupo, estimou-se uma idade média em torno de 4 *Ganos*. Para o segundo, estimou-se uma média de idades de 7 *Ganos*. Estes valores são concordantes com os determinados por Fuhrmann (2004), para o disco fino novo (4 *Ganos*) e velho (6.9 *Ganos*), encontrando-se abaixo do limite máximo de idade obtido por Reddy *et al.* (2003) para o disco fino (10 *Ganos*), e estão dentro do limite de idades determinado por Vallenari *et al.* (2006) (3 – 10 *Ganos*).

Para a amostra da Pop. III, estimou-se uma idade média de 8 *Ganos*, enquanto que para a amostra da Pop. II se estimaram idades entre os 8 e os 10 *Ganos*. A idade estimada para a amostra da Pop. III é inferior às obtidas por Rose & Agostinho (1991), Bernkopf *et al.* (2001) e Schuster *et al.* (2006) (10 – 14 *Ganos*). No entanto, encontra-se no limite de idades determinado por Norris & Green (1989) (8 – 11 *Ganos*) e Knude (1993) (6 *Ganos*), podendo representar uma idade típica da componente mais nova do disco espesso. Quanto à idade estimada para a amostra da Pop. II, é inferior à obtida por Schuster *et al.* (2006) (13 *Ganos*) e, nesse sentido, é provável que a amostra desta população seja efectivamente constituída maioritariamente por estrelas das Pop. I e III, cujas idades se encontram mais próximas dos valores estimados para esta amostra.

Não obstante as questões surgidas relativamente ao ajuste das isócronas, no caso das amostras da Pop. I, os valores médios estimados a partir das mesmas são consistentes com os apresentados pelos autores referenciados no capítulo 2. Esta circunstância parece corroborar que a amostra estudada é constituída maioritariamente por estrelas das Pop. I e III, tendo em consideração o intervalo de metalicidades abrangido pela amostra total.

Na secção final do capítulo anterior, abordou-se a propagação dos erros da fotometria e a influência que os mesmos tinham sobre os diversos parâmetros estelares calculados. Nesse sentido, percebeu-se que algumas das questões surgidas no ajuste das isócronas e no gráfico de c_0 em função de *beta* poderiam ser originadas pela propagação dos erros da fotometria, que rondaram as centésimas. Nesse contexto, é ainda necessário referir que os erros determinados provinham dos dados do projecto YALO, não sendo generalizados aos outros períodos de observação. Não obstante, foi possível caracterizar de forma geral a amostra de estrelas em estudo, tendo-se obtido dados concretos, como o estudo sobre o excesso de cor, a existência duma variação da metalicidade

com a distância, a determinação de alturas médias ao PG compatíveis com as escalas de altura do disco fino novo e velho, e ainda a determinação de idades médias para as componentes do disco fino e disco espesso, consistentes com as de autores referenciados.

De futuro, os dados fotométricos serão complementados com os dados cinemáticos e espectroscópicos, provenientes dos anteriores projectos (Stock *et al.* , 1998), permitindo assim determinar com maior precisão as características da amostra em estudo.

Os dados deste trabalho foram obtidos no âmbito dos projectos:

”The Connection Thin-Thick Disk”, JNICT, PESO/C/PRO/1030/94

”YALO - Galactic Formation and Evolution”, JNICT, PESO/P/PRO/1128/96

”YALO - Galactic Formation and Evolution”, Fundação Calouste Gulbenkian

Apêndice A

Lista das Estrelas de Calibração

Tabela A.1: Coordenadas¹ e parâmetros intrínsecos das estrelas padrão.

Nr.	HD	α (h m s)	δ (° ' ")	l (°)	b (°)	V_0	$(b - y)_0$	c_0	m_0	$H\beta$
1	181807	19 22 13.50	−06 02 39.14	31.0152	−09.5872	8.063	0.362	0.503	0.121	2.643
2	189712	20 01 17.99	05 39 03.82	46.1994	−12.7629	7.462	0.312	0.489	0.116	2.638
3	190195	20 03 33.75	07 51 24.56	48.4460	−12.1555	8.283	0.288	0.479	0.137	2.675
4	204712	21 30 10.79	12 16 34.64	65.1439	−27.2823	7.625	0.361	0.363	0.135	2.601
5	205343	21 35 18.88	−25 18 54.25	23.7526	−46.2584	7.956	0.324	0.403	0.149	2.643
6	205677	21 37 35.88	−24 26 54.24	25.1537	−46.5513	8.061	0.325	0.405	0.141	2.633
7	207190	21 47 42.06	−19 34 28.67	32.9848	−47.3893	7.686	0.333	0.366	0.132	2.610
8	207053	21 47 01.34	−25 04 06.41	25.0199	−48.7770	8.173	0.298	0.421	0.126	2.637
9	207290	21 48 30.09	−26 13 50.82	23.3996	−49.3561	8.596	0.340	0.400	0.153	2.624
10	251	00 07 19.96	07 42 24.92	104.3227	−53.5637	7.637	0.309	0.492	0.144	2.636
11	3089	00 34 10.71	05 57 38.84	115.1093	−56.6486	7.642	0.291	0.505	0.130	2.641
12	25645	04 04 11.44	−01 10 25.55	191.9552	−37.0533	7.943	0.319	0.428	0.138	2.631
13	28826	04 29 50.74	−52 58 58.36	261.2719	−42.4121	8.082	0.304	0.483	0.129	2.660
14	183901	19 33 01.66	−30 35 01.66	8.6513	−21.7330	8.933	0.321	0.509	0.124	2.653
15	186025	19 42 00.52	01 11 05.97	39.8396	−10.6799	8.862	0.382	0.504	0.126	2.661
16	200899	21 06 50.82	−15 34 09.25	33.3482	−36.8676	8.712	0.309	0.431	0.128	2.625
17	207398	21 49 09.34	−22 48 55.18	28.5123	−48.6847	8.558	0.408	0.334	0.161	2.572
18	1557	00 19 43.48	−30 39 20.02	4.1162	−82.2169	9.135	0.315	0.486	0.136	2.641
19	17831	02 50 26.17	−42 13 29.92	252.6217	−61.4771	8.502	0.396	0.441	0.199	2.628
20	27117AB	04 15 59.61	−24 00 24.64	220.9926	−44.0765	8.595	0.285	0.469	0.143	2.672
21	192628	20 16 23.86	−16 51 48.11	26.5297	−26.1571	8.522	0.382	0.363	0.167	2.587
22	33507AB	05 10 22.88	−7 35 28.61	208.1283	−25.8965	7.417	0.339	0.321	0.128	2.606
23	19889	03 10 12.97	−43 43 07.87	252.8447	−57.5651	8.646	0.302	0.420	0.156	2.658
24	189	00 06 41.99	−24 36 59.01	44.4559	−79.6322	8.560	0.347	0.458	0.161	2.633
25	6806	01 08 29.85	−24 14 06.15	176.9032	−85.1898	8.224	0.363	0.368	0.157	2.604
26	101	00 05 57.17	18 14 25.06	108.0193	−43.3105	7.456	0.373	0.318	0.169	2.598
27	3532	00 38 23.59	19 42 30.02	118.7288	−43.0569	8.381	0.328	0.435	0.128	2.628
28	29378	04 36 23.97	−30 49 53.75	231.4094	−41.1763	8.864	0.334	0.478	0.155	2.643
29	29015	04 30 48.50	−57 26 56.82	267.0865	−41.3069	8.653	0.319	0.367	0.144	2.640
30	24672	03 54 37.14	−20 27 31.64	214.0588	−47.7963	8.584	0.293	0.445	0.148	2.660

¹Coordenadas equatoriais (α, δ) para a Época J2000.0.

Tabela A.2: Coordenadas² e parâmetros intrínsecos das estrelas de extinção.

Nr.	HD	α (h m s)	δ (° ' ")	l (°)	b (°)	V_0	$(b - y)_0$	c_0	m_0	$H\beta$
1	196619	20 39 40.11	−30 55 19.83	12.8434	−35.5647	8.568	0.277	0.539	0.145	2.676
2	4520AB	0 46 39.18	−54 05 54.68	304.4777	−63.0154	7.812	0.290	0.442	0.112	2.651
3	4649	0 48 34.78	00 23 09.75	121.3858	−62.4771	8.164	0.406	0.400	0.196	2.604
4	32287	5 01 19.99	−17 33 20.12	217.4984	−31.9846	8.003	0.302	0.515	0.155	2.642
5	28826	4 29 50.74	−52 58 58.36	261.2719	−42.4121	8.082	0.304	0.483	0.129	2.660

²Coordenadas equatoriais (α, δ) para a Época J2000.0.

Apêndice B

Lista das Estrelas de Programa

Tabela B.1: Índices fotométricos e parâmetros fundamentais¹ das estrelas de programa

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
10007	9.58	0.310	0.412	0.069	0.140	0.051	2.626	3.510	169	169	-0.379
10036	11.59	0.320	0.353	-0.010	0.170	0.015	2.636	4.200	310	310	0.009
10039	11.38	0.332	0.387	0.071	0.153	0.049	2.613	3.680	358	357	-0.274
10045	10.65	0.323	0.352	-0.039	0.216	-0.038	2.650	4.290	193	192	0.255
10048	11.42	0.296	0.466	0.186	0.193	0.027	2.595	2.690	576	575	0.422
10049	9.43	0.286	0.412	0.008	0.145	0.030	2.656	3.720	143	143	-0.273
10050	10.90	0.283	0.417	-0.137	0.177	-0.004	2.708	4.490	198	197	0.196
10054	11.39	0.315	0.403	0.030	0.133	0.049	2.641	3.700	357	356	-0.487
10062	10.31	0.257	0.507	0.052	0.163	0.008	2.676	3.010	298	298	-0.008
10063	11.59	0.393	0.350	0.082	0.175	0.053	2.588	4.060	332	331	-0.279
10068	11.98	0.348	0.312	-0.009	0.172	0.028	2.615	4.530	319	318	-0.105
10070	10.65	0.375	0.397	99.000	0.166	99.000	2.572	99.000	0	0	-0.277
10072	11.66	0.319	0.383	0.075	0.152	0.054	2.609	3.700	404	403	-0.245
10086	12.29	0.309	0.394	0.069	0.121	0.077	2.617	3.640	556	554	-0.649
10093	10.77	0.392	0.372	0.090	0.208	0.011	2.596	3.770	259	258	0.122
10097	10.94	0.302	0.528	0.255	0.227	-0.003	2.591	99.000	0	0	0.182
10120	10.67	0.334	0.389	0.024	0.160	0.024	2.637	3.830	241	241	-0.190
10135	10.89	0.350	0.378	-0.061	0.146	0.026	2.670	4.210	224	223	-0.446
10139	11.31	0.365	0.422	99.000	0.130	99.000	2.537	99.000	0	0	-0.696
10140	10.91	0.328	0.394	-0.022	0.147	0.027	2.661	3.950	255	254	-0.337
10153	9.16	0.337	0.335	-0.002	0.188	0.006	2.623	4.330	96	95	0.193
10156	10.71	0.340	0.428	0.128	0.130	0.080	2.605	3.170	334	333	-0.601
10157	10.88	0.377	0.353	0.016	0.199	-0.005	2.623	4.130	231	231	0.099
10159	10.91	0.309	0.497	-0.007	0.151	0.019	2.692	3.430	324	323	-0.221
10165	10.90	0.377	0.500	0.152	0.136	0.054	2.629	2.570	479	478	-0.697
10172	11.75	0.356	0.370	0.086	0.142	0.075	2.597	3.800	403	402	-0.522
10185	10.86	0.268	0.469	0.048	0.201	-0.028	2.663	3.210	350	349	0.551
10199	9.61	0.376	0.459	0.026	0.257	-0.085	2.668	3.370	183	182	0.710
10200	10.09	0.362	0.437	0.066	0.139	0.044	2.641	3.330	232	231	-0.593

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
10208	10.93	0.285	0.455	0.087	0.176	0.008	2.639	3.130	375	374	0.173
10209	12.28	0.312	0.383	0.010	0.151	0.031	2.641	3.910	487	486	-0.231
10210	11.63	0.364	0.329	0.051	0.126	0.095	2.594	4.270	307	306	-0.731
10216	11.65	0.288	0.416	-0.012	0.158	0.014	2.666	3.780	388	387	-0.086
10226	9.44	0.260	0.522	0.064	0.260	-0.089	2.677	2.880	211	211	1.134
10228	11.37	0.318	0.366	-0.007	0.162	0.020	2.641	4.090	295	294	-0.097
10231	12.26	0.397	0.366	0.108	0.157	0.079	2.581	3.980	466	465	-0.536
10237	9.76	0.317	0.512	0.141	0.140	0.043	2.640	2.540	287	286	-0.396
10238	10.73	0.299	0.349	-0.012	0.200	-0.015	2.635	4.240	205	204	0.528
10242	11.51	0.360	0.356	0.033	0.185	0.014	2.616	4.050	321	321	-0.006
10243	8.73	0.293	0.505	0.098	0.163	0.012	2.657	2.770	161	161	-0.025
10253	11.12	0.266	0.515	0.132	0.173	0.006	2.646	2.560	532	530	0.143
10254	11.47	0.314	0.395	0.043	0.122	0.066	2.631	3.720	366	366	-0.633
10258	10.39	0.260	0.436	0.136	0.135	0.074	2.605	3.080	300	299	-0.430
10266	8.09	0.293	0.434	0.036	0.158	0.018	2.653	3.470	87	87	-0.092
10275	10.67	0.322	0.454	0.119	0.148	0.046	2.622	3.010	351	350	-0.302
10279	12.25	0.344	0.417	0.078	0.171	0.022	2.624	3.430	599	598	-0.099
10284	11.10	0.354	0.375	0.075	0.141	0.068	2.605	3.770	302	302	-0.524
10288	11.23	0.348	0.414	0.063	0.131	0.057	2.630	3.510	361	360	-0.611
10289	10.72	0.309	0.387	0.038	0.191	-0.002	2.629	3.800	250	250	0.361
10291	11.24	0.359	0.505	-0.050	0.161	0.012	2.709	3.690	334	333	-0.315
10293	10.39	0.295	0.441	0.071	0.202	-0.019	2.640	3.290	272	271	0.564
10295	11.41	0.261	0.533	0.140	0.124	0.053	2.651	2.420	648	647	-0.619
10300	11.95	0.420	0.496	0.087	0.074	0.101	2.658	2.880	674	672	-0.957
10301	10.77	0.292	0.375	0.030	0.129	0.062	2.627	3.910	243	242	-0.514
10302	11.98	0.293	0.371	0.048	0.131	0.068	2.616	3.880	431	430	-0.487
10304	10.89	0.363	0.733	0.362	0.179	0.003	2.640	99.000	0	0	0.115
10305	8.88	0.250	0.472	-0.023	0.161	0.009	2.689	3.600	117	117	-0.033
10307	12.23	0.357	0.268	-0.014	0.140	0.079	2.596	4.970	294	293	-0.550
10315	10.69	0.245	0.489	-0.075	0.209	-0.035	2.712	3.890	237	236	0.620
10317	11.36	0.304	0.558	0.263	0.150	0.061	2.603	99.000	0	0	-0.228
10327	10.51	0.257	0.433	0.050	0.190	-0.011	2.646	3.420	270	270	0.382
10329	11.37	0.322	0.554	0.288	0.170	0.059	2.587	99.000	0	0	-0.001
10347	11.18	0.333	0.325	-0.042	0.179	0.005	2.638	4.510	222	222	0.080
10355	9.28	0.312	0.530	0.150	0.108	0.072	2.645	2.390	247	246	-0.844
10356	9.48	0.332	0.377	99.000	0.160	99.000	2.571	99.000	0	0	-0.181
10357	9.72	0.329	0.434	0.070	0.169	0.016	2.637	3.340	195	194	-0.048
10359	9.48	0.340	0.349	0.017	0.115	0.080	2.621	4.160	120	120	-0.777
10360	10.54	0.277	0.465	0.178	0.203	0.012	2.599	2.710	380	379	0.595
10364	10.95	0.312	0.369	-0.083	0.133	0.038	2.675	4.360	214	214	-0.481
10365	9.61	0.314	0.463	0.045	0.190	-0.017	2.662	3.260	192	192	0.330
10366	12.23	0.308	0.371	0.059	0.168	0.036	2.611	3.850	491	490	0.020
10372	11.96	0.330	0.389	0.077	0.148	0.056	2.611	3.650	476	475	-0.331
10373	8.65	0.303	0.404	0.031	0.154	0.028	2.641	3.690	101	101	-0.168
10376	8.15	0.354	0.412	0.057	0.197	-0.009	2.632	3.550	86	86	0.213
10386	11.74	0.244	0.524	0.088	0.107	0.065	2.669	2.730	657	655	-1.018
10395	9.92	0.372	0.418	0.054	0.151	0.034	2.637	3.510	197	197	-0.536
10397	10.88	0.330	0.384	-0.023	0.191	-0.016	2.657	4.020	244	243	0.277
10401	10.63	0.313	0.493	0.130	0.161	0.023	2.636	2.700	398	397	-0.091
10409	11.12	0.322	0.469	0.143	0.148	0.050	2.618	2.810	473	472	-0.304
10413	10.34	0.335	0.429	0.110	0.149	0.052	2.614	3.220	274	274	-0.341

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
10423	12.33	0.318	0.414	0.074	0.138	0.055	2.625	3.470	612	610	-0.429
10424	11.68	0.382	0.417	0.060	0.152	0.035	2.633	3.500	448	447	-0.576
10425	11.29	0.226	0.482	0.190	0.170	0.043	2.601	2.530	583	582	0.104
10431	10.31	0.323	0.452	0.115	0.168	0.026	2.623	3.040	294	293	-0.038
10438	11.45	0.274	0.392	-0.024	0.109	0.065	2.661	3.970	325	324	-0.880
10439	12.26	0.269	0.381	0.054	0.157	0.040	2.619	3.780	512	510	-0.084
10448	10.14	0.341	0.387	0.108	0.216	0.004	2.595	3.590	211	211	0.322
10450	12.02	0.326	0.381	0.016	0.147	0.037	2.637	3.910	432	431	-0.330
10451	11.72	0.356	0.396	0.075	0.164	0.036	2.615	3.600	435	434	-0.260
10452	11.15	0.322	0.267	-0.166	0.195	-0.023	2.668	5.300	153	152	0.378
10468	11.86	0.331	0.364	0.086	0.196	0.025	2.594	3.870	410	409	0.351
10476	10.77	0.338	0.507	0.164	0.146	0.045	2.626	2.470	472	470	-0.393
10481	12.02	0.318	0.337	0.014	0.123	0.076	2.616	4.260	369	368	-0.631
10483	11.74	0.324	0.327	99.000	0.183	99.000	2.727	99.000	0	0	0.181
10503	11.67	0.322	0.411	0.119	0.216	-0.003	2.601	3.340	480	479	0.180
10508	10.19	0.285	0.384	-0.027	0.139	0.035	2.659	4.030	176	176	-0.362
10517	11.74	0.324	0.445	0.071	0.185	-0.004	2.642	3.260	515	513	0.213
10520	8.72	0.299	0.434	0.067	0.184	-0.000	2.638	3.350	122	122	0.278
10525	9.76	0.320	0.469	0.102	0.165	0.018	2.639	2.980	234	234	-0.059
10531	11.23	0.340	0.447	0.075	0.171	0.011	2.641	3.230	410	409	-0.071
10535	10.42	0.286	0.349	-0.065	0.206	-0.032	2.660	4.400	165	165	0.638
10536	10.58	0.337	0.415	0.078	0.143	0.050	2.623	3.450	276	275	-0.420
10537	11.24	0.352	0.400	0.018	0.192	-0.013	2.646	3.760	323	323	0.162
10595	10.69	0.348	0.433	0.081	0.152	0.036	2.630	3.310	309	308	-0.360
10602	11.61	0.350	0.504	0.101	0.164	0.012	2.655	2.770	607	606	-0.225
10609	11.00	0.301	0.442	0.065	0.195	-0.015	2.644	3.300	358	358	0.451
10610	10.28	0.316	0.364	-0.013	0.157	0.024	2.643	4.130	176	175	-0.160
10611	10.85	0.351	0.442	0.094	0.184	0.006	2.629	3.200	351	350	0.047
10614	11.74	0.342	0.486	0.098	0.180	-0.001	2.649	2.880	610	609	0.038
10617	11.42	0.346	0.414	0.091	0.181	0.018	2.616	3.410	414	413	0.034
10621	11.55	0.354	0.329	-0.031	0.158	0.027	2.635	4.450	272	272	-0.320
10625	11.98	0.325	0.378	0.003	0.160	0.021	2.642	3.970	413	412	-0.152
10630	10.51	0.308	0.432	0.067	0.158	0.026	2.638	3.360	277	276	-0.126
10631	10.61	0.296	0.440	0.043	0.186	-0.010	2.653	3.400	286	285	0.321
10633	8.69	0.298	0.338	-0.049	0.205	-0.026	2.648	4.430	74	73	0.611
10635	11.22	0.347	0.389	-0.017	0.182	-0.007	2.657	3.950	293	292	0.038
10638	9.38	0.312	0.383	0.010	0.171	0.011	2.641	3.910	128	128	0.051
10642	9.24	0.308	0.424	0.161	0.241	-0.010	2.585	3.230	165	164	0.258
10651	12.23	0.255	0.486	0.058	0.114	0.058	2.666	3.070	700	698	-0.825
10652	12.07	0.355	0.330	0.007	0.149	0.050	2.616	4.340	364	363	-0.436
10653	10.02	0.325	0.435	0.123	0.179	0.024	2.611	3.130	247	246	0.126
10661	11.97	0.318	0.551	0.287	0.171	0.059	2.586	99.000	0	0	0.029
10670	11.10	0.305	0.411	0.101	0.244	-0.039	2.610	3.390	359	358	0.584
10672	11.20	0.292	0.487	0.191	0.183	0.028	2.603	2.490	571	570	0.276
10674	11.13	0.337	0.425	0.071	0.161	0.026	2.632	3.400	364	363	-0.186
10676	11.04	0.314	0.359	0.017	0.130	0.062	2.625	4.080	255	254	-0.525
10677	11.84	0.327	0.311	-0.141	0.141	0.030	2.675	4.940	248	247	-0.412
10679	12.08	0.300	0.443	0.090	0.155	0.033	2.631	3.210	615	614	-0.147
10685	11.55	0.342	0.369	0.089	0.181	0.039	2.595	3.810	365	364	0.059
10688	11.40	0.306	0.465	0.059	0.160	0.015	2.657	3.180	456	455	-0.095
10690	9.91	0.356	0.351	0.030	0.201	-0.002	2.615	4.090	151	150	0.276

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
10693	12.54	0.306	0.276	-0.045	0.099	0.101	2.615	4.930	344	344	-1.001
10695	9.09	0.283	0.523	0.239	0.182	0.035	2.597	99.000	0	0	0.270
10697	10.91	0.319	0.469	0.093	0.178	0.003	2.643	3.020	392	391	0.125
10698	10.25	0.282	0.485	-0.023	0.122	0.049	2.693	3.560	224	224	-0.632
10719	10.84	0.271	0.379	0.014	0.150	0.034	2.637	3.930	248	248	-0.193
10730	10.37	0.331	0.331	0.015	0.139	0.063	2.613	4.310	168	168	-0.451
10747	9.81	0.361	0.323	-0.016	0.188	0.005	2.624	4.460	121	121	0.030
10748	10.81	0.330	0.406	0.081	0.104	0.094	2.617	3.500	299	299	-0.909
10749	10.84	0.372	0.337	-0.081	0.117	0.057	2.662	4.530	189	189	-1.014
10750	11.06	0.349	0.366	0.032	0.154	0.041	2.622	3.980	269	269	-0.348
10751	11.47	0.289	0.378	0.016	0.176	0.009	2.636	3.940	333	332	0.176
10754	10.89	0.255	0.481	0.050	0.164	0.008	2.667	3.140	367	367	0.011
10759	9.00	0.326	0.343	0.017	0.188	0.010	2.618	4.200	94	94	0.251
10762	11.58	0.289	0.412	0.014	0.185	-0.009	2.653	3.690	391	390	0.309
10767	9.10	0.370	0.420	0.100	0.188	0.012	2.615	3.330	148	147	0.062
10768	11.06	0.298	0.466	0.057	0.119	0.055	2.658	3.180	389	388	-0.669
10775	11.81	0.349	0.344	-0.003	0.172	0.018	2.628	4.260	334	333	-0.111
10782	11.15	0.252	0.471	-0.103	0.183	-0.007	2.716	4.100	265	265	0.277
10784	10.46	0.290	0.442	0.083	0.174	0.012	2.634	3.240	288	287	0.145
10790	10.06	0.287	0.571	0.250	0.161	0.039	2.615	99.000	0	0	-0.041
10792	11.63	0.304	0.478	99.000	0.213	99.000	2.572	99.000	0	0	99.000
10795	9.84	0.326	0.416	0.158	0.250	-0.014	2.581	3.400	201	200	0.302
10797	10.10	0.309	0.507	0.099	0.141	0.033	2.658	2.760	304	303	-0.360
10802	10.35	0.294	0.458	0.121	0.129	0.065	2.623	2.980	308	307	-0.518
10806	10.79	0.309	0.326	0.040	0.206	0.010	2.598	4.300	206	205	0.604
10812	11.48	0.375	0.277	0.013	0.167	0.063	2.586	4.940	210	210	-0.394
10815	11.75	0.346	0.475	-0.045	0.235	-0.064	2.697	3.740	414	413	0.855
10824	10.59	0.371	0.265	-0.009	0.116	0.107	2.592	5.020	134	134	-1.001
10827	9.83	0.256	0.427	0.040	0.169	0.009	2.648	3.500	191	190	0.085
10830	10.11	0.284	0.365	0.047	0.151	0.050	2.614	3.930	178	177	-0.181
10831	10.64	0.309	0.453	0.172	0.167	0.052	2.596	2.830	377	376	-0.000
10853	11.13	0.308	0.374	0.011	0.195	-0.010	2.636	3.980	278	278	0.431
10857	9.54	0.307	0.420	0.071	0.118	0.072	2.629	3.430	172	172	-0.698
20002	11.20	0.356	0.375	0.088	0.176	0.039	2.599	3.730	322	321	-0.101
20003	11.56	0.360	0.302	0.033	0.177	0.049	2.589	4.610	253	253	-0.117
20005	11.52	0.351	0.477	0.140	0.222	-0.028	2.623	2.770	580	578	0.456
20006	11.42	0.352	0.449	0.171	0.131	0.089	2.594	2.880	526	525	-0.626
20009	11.97	0.312	0.360	0.051	0.135	0.070	2.610	3.960	414	413	-0.452
20012	10.92	0.347	0.419	0.130	0.163	0.051	2.600	3.240	356	355	-0.217
20013	10.13	0.281	0.432	0.118	0.180	0.023	2.612	3.170	254	254	0.242
20014	10.47	0.294	0.432	0.084	0.137	0.053	2.629	3.310	279	279	-0.405
20015	10.62	0.328	0.423	0.036	0.188	-0.009	2.648	3.540	269	268	0.240
20020	10.40	0.298	0.432	0.051	0.151	0.029	2.645	3.420	257	256	-0.206
20024	9.20	0.362	0.395	0.118	0.169	0.053	2.593	3.510	142	142	-0.244
20027	11.20	0.376	0.427	0.100	0.194	0.004	2.618	3.280	396	395	0.097
20028	12.04	0.275	0.403	0.124	0.119	0.101	2.595	3.410	550	549	-0.696
20035	11.49	0.382	0.435	0.137	0.197	0.013	2.604	3.080	495	494	0.093
20038	11.78	0.393	0.443	0.054	0.240	-0.062	2.649	3.340	504	503	0.474
20039	12.40	0.323	0.397	0.072	0.150	0.048	2.618	3.600	596	594	-0.283
20041	11.32	0.313	0.401	0.076	0.240	-0.042	2.617	3.550	369	369	0.608
20042	11.38	0.301	0.348	0.075	0.217	0.007	2.591	4.060	301	300	0.270

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
20044	11.42	0.289	0.422	0.134	0.173	0.042	2.599	3.200	455	454	0.131
20045	10.81	0.310	0.319	-0.056	0.183	-0.002	2.642	4.600	181	180	0.235
20049	11.85	0.351	0.416	0.077	0.167	0.026	2.624	3.450	495	494	-0.190
20053	10.86	0.374	0.334	0.044	0.181	0.033	2.600	4.210	221	220	-0.108
20056	9.16	0.368	0.326	0.032	0.170	0.042	2.602	4.310	96	96	-0.267
20058	10.27	0.323	0.384	99.000	0.185	99.000	2.574	99.000	0	0	0.217
20059	10.64	0.385	0.521	0.184	0.184	0.010	2.623	2.290	482	481	0.062
20060	11.67	0.312	0.505	0.223	0.219	-0.000	2.596	99.000	0	0	0.155
20062	11.06	0.361	0.420	0.051	0.160	0.023	2.639	3.510	334	333	-0.341
20076	11.47	0.342	0.349	0.092	0.155	0.082	2.580	4.210	292	292	-0.294
20077	10.65	0.298	0.461	0.165	0.217	-0.006	2.603	2.780	388	387	0.213
20080	10.88	0.332	0.396	0.013	0.177	0.003	2.646	3.810	268	268	0.051
20084	11.19	0.326	0.543	0.264	0.184	0.036	2.595	99.000	0	0	0.187
20089	10.87	0.306	0.389	0.058	0.156	0.039	2.620	3.710	279	279	-0.140
20093	10.88	0.313	0.463	0.155	0.186	0.019	2.609	2.800	426	425	0.271
20095	11.27	0.423	0.359	0.096	0.197	0.034	2.585	3.990	295	294	-0.214
20099	10.96	0.330	0.403	-0.022	0.148	0.025	2.665	3.890	268	267	-0.338
20105	11.01	0.263	0.342	-0.159	0.218	-0.048	2.691	4.890	173	173	0.675
20108	12.07	0.316	0.571	0.269	0.190	0.018	2.606	99.000	0	0	0.321
20110	11.97	0.277	0.492	99.000	0.153	99.000	2.574	99.000	0	0	-0.150
20111	9.68	0.304	0.431	0.095	0.119	0.074	2.623	3.270	198	197	-0.672
20121	10.01	0.345	0.417	0.061	0.179	0.008	2.633	3.500	208	207	0.015
20126	11.31	0.289	0.469	0.130	0.163	0.030	2.624	2.870	505	503	-0.014
20129	10.24	0.366	0.275	99.000	0.199	99.000	2.563	99.000	0	0	0.156
20137	12.02	0.315	0.416	0.091	0.142	0.056	2.617	3.390	550	549	-0.363
20140	12.13	0.250	0.410	99.000	0.119	99.000	2.578	99.000	0	0	-0.732
20141	12.19	0.368	0.388	-0.162	0.211	-0.038	2.707	4.740	319	318	0.221
20142	11.96	0.287	0.428	0.160	0.202	0.026	2.588	3.150	596	595	0.574
20146	11.05	0.292	0.417	0.050	0.116	0.068	2.638	3.530	329	328	-0.729
20151	11.39	0.302	0.417	0.065	0.134	0.054	2.631	3.480	394	393	-0.444
20152	9.45	0.274	0.421	0.014	0.246	-0.071	2.657	3.640	151	150	0.931
20165	11.10	0.360	0.355	-0.188	0.123	0.049	2.704	5.000	171	171	-0.743
20167	10.62	0.359	0.333	-0.030	0.176	0.009	2.636	4.420	180	179	-0.124
20169	10.84	0.311	0.387	-0.089	0.148	0.022	2.683	4.310	209	208	-0.270
20174	9.25	0.330	0.416	0.053	0.198	-0.013	2.636	3.530	144	143	0.389
20190	12.33	0.273	0.413	0.002	0.258	-0.084	2.659	3.740	540	538	1.071
20200	11.03	0.322	0.360	0.097	0.253	-0.022	2.585	3.980	266	265	0.390
20208	9.91	0.188	0.529	0.047	0.178	-0.008	2.685	2.970	252	252	0.237
20217	12.32	0.274	0.428	0.087	0.120	0.072	2.625	3.330	649	647	-0.667
20223	10.41	0.327	0.411	0.107	0.165	0.042	2.607	3.370	264	264	-0.091
20224	8.56	0.296	0.381	0.006	0.170	0.011	2.642	3.940	87	86	0.077
20228	8.74	0.341	0.436	0.086	0.142	0.047	2.630	3.270	128	128	-0.455
20234	10.41	0.310	0.422	0.075	0.143	0.047	2.628	3.410	259	259	-0.337
20235	10.99	0.330	0.451	0.063	0.137	0.041	2.649	3.250	365	365	-0.470
20239	10.96	0.312	0.407	0.007	0.145	0.031	2.654	3.750	285	285	-0.314
20253	11.58	0.299	0.478	0.219	0.230	0.005	2.582	99.000	0	0	0.096
20254	9.18	0.327	0.362	-0.025	0.203	-0.024	2.648	4.180	103	103	0.486
20260	10.40	0.315	0.393	0.028	0.161	0.023	2.637	3.780	217	217	-0.101
20268	11.95	0.348	0.348	0.040	0.207	-0.002	2.609	4.090	385	384	0.429
20274	12.18	0.291	0.382	0.120	0.212	0.020	2.584	3.740	505	504	-0.075
20281	10.01	0.286	0.468	-0.080	0.175	-0.002	2.706	3.980	166	165	0.164

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
20282	10.01	0.270	0.483	0.062	0.152	0.021	2.663	3.070	252	252	-0.160
20287	9.90	0.307	0.518	0.204	0.261	-0.058	2.612	99.000	0	0	0.791
20288	12.19	0.283	0.363	0.044	0.165	0.035	2.615	3.950	459	457	0.020
20295	10.24	0.305	0.453	0.107	0.109	0.081	2.628	3.070	280	279	-0.835
20297	10.60	0.246	0.512	0.070	0.154	0.017	2.671	2.880	362	361	-0.132
20298	11.99	0.307	0.430	0.111	0.135	0.066	2.614	3.210	588	587	-0.444
20300	11.60	0.277	0.360	0.097	0.156	0.075	2.585	3.980	345	344	-0.106
20302	11.03	0.331	0.438	0.086	0.133	0.055	2.631	3.260	371	370	-0.525
20303	11.89	0.335	0.401	0.069	0.140	0.055	2.621	3.580	475	473	-0.446
20305	11.92	0.320	0.424	0.070	0.167	0.020	2.632	3.410	521	520	-0.035
20308	11.45	0.374	0.458	0.131	0.114	0.084	2.618	2.940	521	520	-1.438
20318	10.10	0.318	0.406	0.031	0.122	0.060	2.642	3.680	199	199	-0.650
20322	9.03	0.260	0.553	0.074	0.218	-0.048	2.684	2.720	189	188	0.677
20331	10.08	0.230	0.463	0.065	0.134	0.042	2.653	3.170	250	249	-0.442
20332	12.39	0.303	0.384	0.100	0.138	0.079	2.597	3.630	584	582	-0.392
20334	10.20	0.317	0.343	0.001	0.191	0.001	2.625	4.250	160	160	0.333
20336	12.17	0.332	0.403	0.053	0.171	0.018	2.630	3.630	527	526	-0.030
20337	12.21	0.296	0.355	0.051	0.045	0.162	2.607	4.000	452	451	-2.868
20349	11.75	0.330	0.340	0.062	0.112	0.109	2.594	4.140	344	343	-0.801
20365	11.43	0.306	0.466	0.066	0.174	0.003	2.654	3.150	468	467	0.104
20371	12.24	0.369	0.440	-0.049	0.123	0.047	2.687	3.870	488	487	-0.783
20383	10.65	0.335	0.426	0.064	0.093	0.092	2.636	3.420	289	289	-1.078
20400	11.85	0.296	0.368	-0.009	0.172	0.009	2.643	4.090	370	369	0.106
20411	10.68	0.248	0.399	0.023	0.170	0.011	2.643	3.750	252	251	0.095
20422	11.48	0.332	0.455	0.118	0.172	0.022	2.623	3.010	511	510	-0.016
20424	9.47	0.336	0.273	99.000	0.130	99.000	2.560	99.000	0	0	-0.582
20428	11.48	0.326	0.332	0.022	0.151	0.054	2.610	4.280	284	284	-0.276
20435	12.11	0.319	0.337	0.029	0.151	0.054	2.609	4.220	392	391	-0.252
20439	10.38	0.318	0.326	0.032	0.184	0.028	2.602	4.310	169	169	0.223
20443	11.53	0.299	0.339	0.045	0.226	-0.014	2.602	4.160	307	306	0.301
20447	10.33	0.322	0.371	0.105	0.253	-0.024	2.587	3.830	207	206	0.416
20454	10.28	0.391	0.549	0.264	0.129	0.087	2.598	99.000	0	0	-0.812
20456	11.12	0.284	0.554	99.000	0.120	99.000	2.726	99.000	0	0	-0.664
20461	10.81	0.305	0.334	0.013	0.194	0.006	2.615	4.290	208	208	0.419
20466	11.63	0.379	0.306	0.028	0.144	0.077	2.594	4.530	272	271	-0.634
20471	10.17	0.335	0.382	-0.041	0.187	-0.014	2.664	4.100	169	169	0.189
20476	11.49	0.265	0.359	-0.004	0.190	-0.005	2.636	4.140	305	304	0.387
20480	11.53	0.367	0.396	0.069	0.197	0.001	2.618	3.620	395	394	0.116
20482	10.67	0.317	0.359	-0.024	0.157	0.022	2.646	4.200	204	203	-0.163
20491	11.53	0.337	0.347	0.057	0.170	0.044	2.600	4.060	322	322	-0.069
20493	11.68	0.321	0.479	0.169	0.105	0.100	2.610	2.630	667	665	-0.893
20494	10.19	0.352	0.347	0.061	0.165	0.051	2.598	4.060	174	173	-0.222
20497	11.38	0.337	0.375	0.014	0.154	0.031	2.635	3.960	315	314	-0.283
20500	9.51	0.316	0.411	0.109	0.170	0.038	2.606	3.370	175	174	0.023
20503	11.82	0.330	0.397	0.034	0.141	0.044	2.636	3.730	428	427	-0.422
20504	11.36	0.274	0.346	0.048	0.187	0.023	2.604	4.090	294	293	0.347
20506	10.80	0.271	0.523	0.156	0.148	0.036	2.638	2.410	493	491	-0.223
20510	11.66	0.334	0.421	0.092	0.167	0.030	2.619	3.350	475	474	-0.095
20523	10.60	0.379	0.296	99.000	0.131	99.000	2.564	99.000	0	0	-0.818
20524	11.44	0.323	0.421	0.040	0.168	0.012	2.645	3.540	392	392	-0.032
20535	11.69	0.323	0.387	0.026	0.180	0.005	2.635	3.840	385	384	0.142

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
20536	11.61	0.375	0.413	0.082	0.190	0.006	2.620	3.450	444	443	0.056
20538	11.16	0.343	0.258	-0.123	0.162	0.018	2.645	5.250	157	157	-0.209
20542	10.54	0.309	0.454	0.131	0.168	0.031	2.616	2.960	338	337	0.017
20543	10.74	0.302	0.435	0.072	0.167	0.018	2.636	3.330	314	313	0.021
20556	11.71	0.361	0.301	99.000	0.176	99.000	2.577	99.000	0	0	-0.138
20565	11.75	0.390	0.296	0.022	0.194	0.029	2.592	4.660	271	271	-0.175
20568	11.89	0.296	0.401	0.068	0.133	0.062	2.621	3.590	474	473	-0.459
20585	10.88	0.369	0.298	99.000	0.202	99.000	2.552	99.000	0	0	0.177
20589	11.88	0.342	0.330	-0.043	0.155	0.027	2.641	4.480	313	312	-0.294
20600	11.14	0.367	0.377	99.000	0.148	99.000	2.507	99.000	0	0	-0.517
20601	10.79	0.319	0.379	0.020	0.151	0.035	2.634	3.920	245	244	-0.252
20602	10.29	0.295	0.301	-0.044	0.234	-0.043	2.627	4.720	134	134	0.626
20605	10.22	0.318	0.440	0.063	0.177	0.004	2.643	3.330	247	246	0.118
20609	11.29	0.324	0.309	-0.112	0.132	0.041	2.663	4.830	202	202	-0.521
20617	10.99	0.327	0.263	99.000	0.177	99.000	2.573	99.000	0	0	0.080
20623	11.74	0.350	0.345	0.051	0.142	0.070	2.602	4.090	349	348	-0.493
20625	10.11	0.232	0.435	0.155	0.203	0.017	2.595	3.050	267	267	0.511
20627	8.98	0.381	0.392	0.021	0.207	-0.024	2.640	3.810	112	111	0.209
20635	12.29	0.343	0.509	0.030	0.194	-0.024	2.684	3.140	698	697	0.250
20637	11.52	0.329	0.421	99.000	0.111	99.000	2.570	99.000	0	0	-0.813
20641	11.20	0.327	0.413	99.000	0.179	99.000	2.566	99.000	0	0	0.110
20642	11.39	0.356	0.339	99.000	0.206	99.000	2.524	99.000	0	0	0.351
20657	11.00	0.352	0.350	-0.029	0.178	0.002	2.644	4.280	228	227	-0.048
20658	9.98	0.313	0.496	0.234	0.150	0.082	2.584	99.000	0	0	-0.248
20670	11.74	0.311	0.409	0.048	0.148	0.037	2.635	3.600	438	437	-0.270
20679	10.81	0.368	0.412	99.000	0.114	99.000	2.577	99.000	0	0	-0.868
20680	11.47	0.348	0.329	0.051	0.184	0.037	2.594	4.270	285	284	0.065
20683	10.81	0.374	0.348	99.000	0.193	99.000	2.553	99.000	0	0	0.047
20686	11.26	0.332	0.324	0.048	0.165	0.057	2.593	4.330	251	251	-0.113
20689	11.43	0.329	0.372	0.051	0.174	0.026	2.615	3.860	336	336	0.027
20695	11.37	0.412	0.418	-0.083	0.074	0.096	2.691	4.160	286	285	-2.381
20707	10.80	0.379	0.324	0.034	0.187	0.027	2.600	4.330	204	203	-0.095
20710	11.94	0.327	0.362	0.072	0.164	0.050	2.600	3.890	420	419	-0.104
20712	11.67	0.325	0.441	0.167	0.263	-0.040	2.592	2.980	564	563	0.590
20714	10.89	0.349	0.320	99.000	0.191	99.000	2.571	99.000	0	0	0.163
20715	11.82	0.336	0.303	99.000	0.150	99.000	2.564	99.000	0	0	-0.330
20719	11.11	0.376	0.459	0.167	0.161	0.052	2.601	2.790	476	475	-0.462
20736	11.65	0.312	0.409	0.117	0.255	-0.042	2.601	3.360	470	468	0.609
20745	9.69	0.308	0.408	0.148	0.193	0.041	2.583	3.450	183	182	0.396
20748	10.75	0.292	0.446	0.046	0.126	0.050	2.654	3.350	312	311	-0.563
20754	11.24	0.243	0.365	0.044	0.194	0.006	2.615	3.940	298	297	0.415
20755	12.27	0.317	0.381	0.042	0.104	0.089	2.624	3.830	504	503	-0.909
20760	11.73	0.375	0.459	0.094	0.089	0.095	2.637	3.080	556	555	-2.088
20763	9.82	0.364	0.373	-0.016	0.189	-0.011	2.649	4.070	146	146	0.021
20766	10.68	0.359	0.341	0.055	0.195	0.021	2.598	4.130	211	210	0.151
20774	10.25	0.339	0.437	0.052	0.113	0.066	2.647	3.390	244	243	-0.803
20779	11.67	0.319	0.336	0.063	0.164	0.060	2.591	4.200	323	322	-0.073
20780	11.46	0.346	0.371	0.057	0.169	0.034	2.612	3.860	343	342	-0.133
20787	11.28	0.259	0.374	99.000	0.190	99.000	2.562	99.000	0	0	0.382
20798	11.21	0.308	0.407	0.062	0.170	0.021	2.627	3.570	348	348	0.049
20800	9.58	0.387	0.560	0.146	0.237	-0.063	2.660	2.250	303	302	0.843

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
20801	11.69	0.301	0.525	0.097	0.181	-0.009	2.666	2.680	655	654	0.229
20802	9.67	0.387	0.351	0.073	0.220	0.001	2.594	4.020	140	139	0.222
20804	11.55	0.363	0.287	0.003	0.197	0.020	2.597	4.750	237	236	0.150
20805	11.78	0.334	0.364	0.039	0.181	0.017	2.617	3.970	377	376	0.104
20810	11.76	0.324	0.417	0.092	0.102	0.096	2.617	3.380	490	489	-0.940
20816	11.96	0.359	0.328	0.016	0.151	0.053	2.611	4.330	346	346	-0.435
20825	10.76	0.317	0.503	0.132	0.175	0.008	2.640	2.640	435	434	0.092
20828	11.66	0.390	0.317	99.000	0.156	99.000	2.564	99.000	0	0	-0.533
20829	10.58	0.297	0.409	0.072	0.198	-0.004	2.623	3.520	267	267	0.499
20833	11.20	0.286	0.404	0.055	0.153	0.036	2.629	3.610	340	339	-0.156
20838	12.21	0.302	0.355	-0.043	0.173	0.003	2.653	4.280	397	396	0.108
20840	11.30	0.252	0.447	0.080	0.226	-0.042	2.638	3.220	427	426	0.615
20846	10.94	0.278	0.401	0.016	0.119	0.060	2.647	3.760	281	281	-0.686
20848	11.98	0.244	0.403	0.044	0.144	0.042	2.634	3.660	478	476	-0.289
20855	11.94	0.366	0.317	0.057	0.166	0.068	2.583	4.520	315	315	-0.302
20857	11.51	0.329	0.415	0.144	0.229	-0.004	2.590	3.290	455	454	0.191
20858	10.89	0.291	0.483	0.122	0.166	0.019	2.635	2.810	427	426	0.026
20861	9.09	0.347	0.371	0.016	0.152	0.035	2.632	3.990	108	108	-0.358
20873	11.47	0.293	0.404	-0.014	0.142	0.031	2.662	3.860	344	343	-0.324
20887	10.72	0.229	0.435	0.088	0.194	-0.004	2.628	3.270	320	319	0.398
20890	11.41	0.382	0.322	0.040	0.191	0.028	2.596	4.350	267	267	-0.079
20894	8.81	0.285	0.377	0.018	0.139	0.047	2.634	3.940	97	97	-0.362
20902	9.79	0.287	0.433	0.147	0.198	0.018	2.598	3.080	227	227	0.511
20903	11.32	0.354	0.366	-0.065	0.161	0.011	2.667	4.290	263	262	-0.285
20905	9.22	0.374	0.401	0.123	0.187	0.034	2.594	3.440	148	148	0.024
20908	8.92	0.325	0.352	-0.019	0.170	0.013	2.640	4.240	89	89	-0.012
20911	9.71	0.246	0.455	-0.123	0.115	0.061	2.718	4.260	127	126	-0.821
20920	11.06	0.356	0.387	0.113	0.178	0.045	2.592	3.610	320	319	-0.075
20921	11.69	0.319	0.401	0.091	0.144	0.061	2.610	3.510	448	447	-0.347
20922	10.28	0.307	0.455	0.016	0.159	0.013	2.670	3.440	241	241	-0.106
20923	9.70	0.321	0.365	99.000	0.135	99.000	2.578	99.000	0	0	-0.473
20950	9.89	0.347	0.461	-0.099	0.188	-0.014	2.711	4.120	147	147	0.136
20967	11.00	0.229	0.403	0.074	0.094	0.102	2.619	3.550	319	318	-1.510
20993	11.71	0.326	0.441	0.062	0.116	0.064	2.644	3.320	491	490	-0.737
21002	8.99	0.329	0.513	0.045	0.136	0.034	2.681	3.030	161	161	-0.482
21029	10.59	0.258	0.500	0.145	0.107	0.080	2.632	2.600	410	409	-0.964
21154	12.81	0.367	0.357	0.068	0.190	0.025	2.600	3.940	615	613	0.009
21198	12.09	0.343	0.354	-0.210	0.161	0.013	2.712	5.120	256	255	-0.219
30025	8.58	0.321	0.436	0.115	0.074	0.126	2.615	3.150	126	109	-1.456
30032	10.03	0.291	0.473	0.179	0.194	0.018	2.602	2.640	310	269	0.445
30079	10.42	0.269	0.404	0.133	0.168	0.057	2.590	3.420	260	225	0.071
30084	9.04	0.370	0.441	0.147	0.181	0.031	2.602	3.000	167	144	-0.058
30088	7.68	0.306	0.414	0.065	0.182	0.007	2.629	3.510	71	61	0.232
30093	10.25	0.395	0.516	0.107	0.170	0.005	2.658	2.670	338	293	-0.124
30096	8.73	0.392	0.481	0.156	0.171	0.027	2.617	2.670	168	145	-0.100
30098	9.44	0.247	0.476	99.000	0.136	99.000	2.572	99.000	0	0	-0.420
30102	9.78	0.231	0.435	0.141	0.121	0.091	2.602	3.070	227	197	-0.700
30105	9.80	0.320	0.464	0.135	0.261	-0.064	2.619	2.880	251	217	0.856
30106	10.55	0.319	0.431	0.100	0.180	0.016	2.620	3.250	298	258	0.159
30114	9.67	0.376	0.494	0.141	0.211	-0.023	2.631	2.660	262	227	0.359
30115	9.13	0.384	0.384	0.057	0.108	0.090	2.618	3.750	123	106	-1.338

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
30120	9.26	0.316	0.386	0.039	0.169	0.021	2.628	3.800	127	110	0.009
30147	9.58	0.374	0.331	-0.048	0.201	-0.021	2.644	4.480	108	94	0.092
30170	8.53	0.366	0.368	0.027	0.120	0.072	2.625	3.980	84	73	-0.800
30175	7.45	0.253	0.543	0.162	0.153	0.027	2.645	2.260	113	98	-0.150
30185	10.07	0.330	0.480	0.141	0.181	0.012	2.624	2.750	301	261	0.125
30215	10.44	0.249	0.453	0.003	0.201	-0.030	2.674	3.520	250	217	0.520
30258	6.69	0.291	0.518	0.111	0.101	0.074	2.657	2.640	67	58	-0.993
30278	9.25	0.356	0.455	0.120	0.101	0.093	2.622	3.000	184	159	-0.983
30288	10.42	0.311	0.472	0.133	0.161	0.032	2.624	2.840	339	294	-0.089
30317	9.68	0.397	0.444	0.107	0.257	-0.063	2.623	3.130	211	183	0.572
30336	9.67	0.309	0.374	0.066	0.230	-0.025	2.609	3.800	154	134	0.420
30388	7.44	0.378	0.406	0.037	0.197	-0.014	2.639	3.660	59	51	0.124
30399	8.82	0.364	0.569	0.178	0.165	0.013	2.650	2.040	234	203	-0.300
30402	9.98	0.307	0.377	0.056	0.193	0.007	2.615	3.810	177	153	0.398
30419	9.27	0.308	0.382	0.001	0.224	-0.044	2.645	3.950	120	104	0.634
30422	9.95	0.285	0.360	-0.071	0.197	-0.025	2.667	4.350	136	118	0.496
30433	10.25	0.309	0.469	0.082	0.177	0.002	2.648	3.060	283	245	0.148
30442	8.83	0.325	0.486	0.176	0.184	0.021	2.610	2.550	186	161	0.193
30477	9.52	0.387	0.529	-0.027	0.113	0.061	2.709	3.470	167	145	-0.803
30503	8.80	0.345	0.520	-0.051	0.258	-0.083	2.715	3.650	111	96	1.058
30561	10.07	0.361	0.449	0.112	0.204	-0.010	2.623	3.080	258	224	0.278
30607	9.09	0.376	0.401	0.070	0.170	0.026	2.620	3.580	131	113	-0.225
30619	10.80	0.374	0.434	0.109	0.215	-0.017	2.617	3.190	343	297	0.360
30703	9.49	0.334	0.306	99.000	0.070	99.000	2.734	99.000	0	0	-1.498
30705	10.34	0.286	0.422	0.140	0.192	0.027	2.596	3.200	277	240	0.419
30711	10.70	0.379	0.482	0.180	0.184	0.024	2.606	2.570	438	379	-0.175
30735	10.17	0.322	0.444	0.125	0.229	-0.028	2.614	3.060	274	237	0.458
30752	9.62	0.353	0.450	0.121	0.168	0.029	2.619	3.030	214	186	-0.189
30763	10.17	0.330	0.513	0.205	0.239	-0.034	2.609	99.000	0	0	0.519
30804	10.03	0.254	0.528	0.187	0.168	0.024	2.625	2.230	375	325	0.068
30820	9.33	0.319	0.478	0.109	0.240	-0.057	2.639	2.890	201	174	0.776
30825	10.21	0.323	0.436	0.049	0.240	-0.061	2.648	3.410	238	206	0.826
30830	10.51	0.322	0.476	0.155	0.178	0.022	2.615	2.710	375	324	0.117
30857	9.83	0.258	0.376	-0.055	0.151	0.021	2.667	4.190	138	120	-0.179
30884	9.13	0.315	0.451	0.104	0.237	-0.047	2.628	3.100	166	144	0.667
30894	9.67	0.383	0.479	0.142	0.215	-0.021	2.623	2.750	250	217	0.358
30898	8.21	0.369	0.357	0.028	0.202	-0.005	2.619	4.060	70	61	0.177
30963	10.34	0.281	0.523	0.107	0.246	-0.072	2.661	2.640	359	311	0.945
31002	8.60	0.243	0.395	0.079	0.113	0.089	2.613	3.590	104	90	-0.876
31064	10.55	0.304	0.404	0.063	0.196	-0.004	2.625	3.580	256	222	0.454
31148	9.67	0.355	0.575	0.105	0.243	-0.073	2.681	2.440	289	250	0.951
40225	9.23	0.347	0.395	0.066	0.223	-0.026	2.619	3.640	136	96	0.438
40243	9.03	0.240	0.536	0.069	0.112	0.058	2.680	2.800	182	129	-0.906
40254	9.17	0.348	0.434	0.071	0.080	0.105	2.636	3.340	151	107	-1.274
40264	8.96	0.280	0.407	0.007	0.169	0.007	2.654	3.750	114	81	0.082
40267	9.35	0.319	0.484	0.034	0.087	0.084	2.674	3.210	175	124	-1.196
40294	9.09	0.254	0.534	0.266	0.202	0.026	2.588	99.000	0	0	0.544
40298	8.06	0.304	0.512	0.200	0.185	0.019	2.611	2.270	149	105	0.282
40311	8.50	0.251	0.416	99.000	0.138	99.000	2.579	99.000	0	0	-0.385
40362	7.06	0.304	0.334	-0.035	0.234	-0.051	2.639	4.420	35	25	0.333
40392	9.40	0.352	0.451	0.028	0.175	-0.002	2.664	3.400	164	116	-0.089

continua na próxima página

Tabela B.1 (continuação)

Nr.	V_0	$(b - y)_0$	c_0	δc_0	m_0	δm_0	β	M_v	d	z	$[Fe/H]$
40409	9.41	0.249	0.509	0.124	0.212	-0.033	2.647	2.630	234	166	0.513
40425	7.92	0.329	0.425	0.080	0.225	-0.034	2.627	3.370	84	59	0.527
40427	7.92	0.315	0.395	0.060	0.251	-0.057	2.622	3.660	73	52	0.772
40430	9.27	0.367	0.424	0.075	0.188	0.001	2.629	3.400	155	109	-0.018
40441	8.75	0.258	0.546	0.161	0.217	-0.038	2.647	2.250	207	146	0.568
40513	8.27	0.261	0.560	0.191	0.233	-0.050	2.639	2.020	184	130	0.699
40566	8.59	0.301	0.479	-0.028	0.190	-0.020	2.693	3.620	102	72	0.366
40578	9.90	0.298	0.559	0.292	0.213	0.015	2.588	99.000	0	0	-0.012
40629	8.72	0.373	0.405	0.007	0.206	-0.030	2.653	3.770	101	72	0.260
40663	7.62	0.319	0.517	99.000	0.183	99.000	2.724	99.000	0	0	0.202
40678	9.71	0.250	0.514	0.218	0.217	-0.006	2.603	99.000	0	0	0.213
40783	8.87	0.299	0.530	0.149	0.188	-0.008	2.645	2.400	204	144	0.339
40807	9.73	0.322	0.582	0.156	0.187	-0.014	2.665	2.090	349	247	0.308
40857	7.83	0.363	0.403	0.040	0.204	-0.019	2.636	3.670	70	50	0.262
40864	8.88	0.336	0.399	0.076	0.234	-0.035	2.616	3.570	119	84	0.532
40921	9.20	0.316	0.494	0.196	0.200	0.010	2.604	2.410	235	166	0.483
40940	9.29	0.353	0.431	0.096	0.219	-0.025	2.622	3.270	166	117	0.420
40943	8.07	0.363	0.441	0.104	0.240	-0.046	2.623	3.170	99	70	0.660
60219	10.08	0.310	0.426	0.067	0.158	0.028	2.634	3.410	223	152	-0.126
60288	9.29	0.204	0.491	-0.079	0.179	-0.003	2.715	3.900	124	84	0.188
60364	11.76	0.319	0.300	-0.089	0.161	0.017	2.649	4.830	252	172	-0.111
60486	12.16	0.337	0.398	0.110	0.110	0.105	2.600	3.470	564	385	-0.844
60768	10.27	0.342	0.476	-0.013	0.223	-0.053	2.688	3.530	230	157	0.733
60793	9.22	0.220	0.483	0.010	0.125	0.046	2.682	3.360	154	105	-0.352
60839	10.13	0.300	0.346	0.016	0.151	0.045	2.620	4.180	160	109	-0.200
60882	11.34	0.280	0.420	-0.062	0.167	0.003	2.685	4.030	299	204	0.048
60981	9.47	0.315	0.391	0.040	0.129	0.060	2.630	3.760	144	98	-0.545
61001	11.26	0.294	0.464	-0.050	0.110	0.061	2.695	3.800	321	219	-0.823
61014	11.70	0.279	0.456	0.048	0.146	0.029	2.658	3.280	499	340	-0.263
61062	12.40	0.309	0.406	0.099	0.134	0.072	2.608	3.440	641	437	-0.460
61447	11.01	0.291	0.426	0.081	0.087	0.103	2.627	3.360	350	239	-1.281
61748	7.65	0.235	0.586	0.099	0.150	0.020	2.687	2.450	113	77	-0.067
61929	10.69	0.323	0.434	0.055	0.144	0.036	2.644	3.390	298	203	-0.362
62684	10.22	0.337	0.364	0.035	0.110	0.086	2.620	3.980	183	125	-0.835
70124	9.45	0.330	0.388	0.040	0.122	0.068	2.629	3.780	141	140	-0.672
70199	9.69	0.219	0.522	0.033	0.141	0.029	2.687	3.080	217	216	-0.167
70222	11.01	0.272	0.509	0.116	0.137	0.040	2.651	2.670	482	480	-0.397
70228	9.05	0.364	0.444	0.116	0.218	-0.021	2.619	3.090	161	160	0.381
70290	11.18	0.253	0.446	-0.024	0.125	0.045	2.681	3.700	324	322	-0.614
70320	8.36	0.260	0.424	-0.000	0.238	-0.065	2.664	3.680	89	89	0.870
70378	9.57	0.258	0.439	0.030	0.176	-0.001	2.658	3.460	172	172	0.178
70380	11.44	0.286	0.399	0.065	0.082	0.113	2.622	3.620	380	379	-1.449
70568	10.96	0.318	0.348	0.054	0.147	0.065	2.602	4.060	249	248	-0.303
70807	11.48	0.318	0.431	0.074	0.090	0.097	2.633	3.350	437	436	-1.139
80594	11.93	0.365	0.298	-0.224	0.154	0.018	2.698	5.420	207	205	-0.444
80676	11.86	0.284	0.357	-0.085	0.160	0.011	2.671	4.430	316	314	-0.048
80913	12.28	0.111	0.484	99.000	0.136	99.000	2.566	99.000	0	0	99.000
81103	11.42	0.311	0.363	0.015	0.166	0.023	2.629	4.050	308	305	-0.015

¹O número 99.000 indica valores fora dos limites da calibração.

Apêndice C

Coeficientes de Calibração

Tabela C.1: Coeficientes instrumentais médios e respectivas desvios padrão, para 1997.

Índice	a_{00}	$\sigma_{a_{00}}$	a_{11}	$\sigma_{a_{11}}$	a_{31}	$\sigma_{a_{31}}$	a_{41}	$\sigma_{a_{41}}$	N
$(b - y)$	-0.1492	0.0217	1.0710	0.0176	0.0000	0.0000	-0.0003	0.0013	5
β	0.8226	0.0354	0.9899	0.0142	0.0000	0.0000	0.0010	0.0014	5
y	20.6190	0.0558	1.0002	0.0210	0.0115	0.0106	-0.0009	0.0014	5
c_1	-1.5214	0.0300	0.8204	0.0287	0.0083	0.0095	0.0016	0.0016	5
m_1	-0.3602	0.0365	1.1329	0.0244	-0.0073	0.0103	0.0004	0.0016	5

Tabela C.2: Coeficientes instrumentais médios e respectivas desvios padrão, para 1998a.

Índice	a_{00}	$\sigma_{a_{00}}$	a_{11}	$\sigma_{a_{11}}$	a_{31}	$\sigma_{a_{31}}$	a_{41}	$\sigma_{a_{41}}$	N
$(b - y)$	0.1719	0.0284	0.9104	0.0237	0.0000	0.0000	-0.0011	0.0019	14
β	0.6341	0.0444	1.0058	0.0035	0.0006	0.0015	-0.0003	0.0017	17
y	18.8213	0.0884	1.0029	0.0151	0.0114	0.0124	0.0027	0.0030	15
c_1	1.0951	0.0507	1.0085	0.0144	-0.0147	0.0107	-0.0005	0.0022	15
m_1	-0.2469	0.0222	0.8819	0.0145	-0.0096	0.0102	-0.0008	0.0027	10

Tabela C.3: Coeficientes instrumentais médios e respectivas desvios padrão, para 1998b.

Índice	a_{00}	$\sigma_{a_{00}}$	a_{11}	$\sigma_{a_{11}}$	a_{31}	$\sigma_{a_{31}}$	a_{41}	$\sigma_{a_{41}}$	N
$(b - y)$	0.1689	0.0177	0.8023	0.0127	0.0000	0.0000	0.0011	0.0019	3
β	0.5679	0.0676	1.0035	0.0025	0.0000	0.0000	-0.0006	0.0035	5
y	17.6847	0.0786	0.9967	0.0029	0.0000	0.0000	-0.0005	0.0045	3
c_1	0.9548	0.0152	1.0056	0.0247	-0.0095	0.0190	0.0000	0.0000	4
m_1	-0.4322	0.0223	1.4627	0.0227	0.0000	0.0000	-0.0011	0.0016	4

Tabela C.4: Coeficientes instrumentais médios e respectivas desvios padrão, para 2000.

Índice	a_{00}	$\sigma_{a_{00}}$	a_{11}	$\sigma_{a_{11}}$	a_{31}	$\sigma_{a_{31}}$	a_{41}	$\sigma_{a_{41}}$	N
$(b - y)$	-0.1278	0.0000	0.8609	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	1
β	0.2084	0.0671	0.9923	0.0128	0.0003	0.0005	0.0005	0.0009	3
y	19.5062	0.0000	1.0035	0.0000	-0.0075	0.0000	0.0000	0.0000	1
c_1	0.1359	0.0159	1.0345	0.0089	-0.0230	0.0006	-0.0012	0.0005	3
m_1	-0.2355	0.0145	1.2668	0.0280	0.0000	0.0000	0.0000	0.0000	2

Tabela C.5: Desvios do ponto zero (δA_{00}) e do coeficiente de extinção (δA_{21}) do índice $(b - y)$ nas noites dos vários períodos de observação.

Ano	Noite	δA_{00}	$\sigma_{\delta A_{00}}$	δA_{21}	$\sigma_{\delta A_{21}}$	RMS
1997	11	0.000	0.000	0.015	0.015	0.022
1997	12	0.000	0.000	0.016	0.017	0.024
1997	13	0.059	0.006	-0.006	0.007	0.008
1997	15	0.054	0.006	-0.002	0.009	0.010
1997	16	0.055	0.007	-0.002	0.007	0.012
1998	3	0.056	0.023	-0.013	0.034	0.027
1998	4	0.057	0.013	-0.022	0.026	0.023
1998	5	0.003	0.010	-0.024	0.017	0.017
1998	6	-0.002	0.023	0.000	0.030	0.028
1998	7	0.013	0.008	-0.002	0.012	0.010
1998	8	0.034	0.016	0.017	0.026	0.028
1998	9	0.067	0.013	-0.034	0.024	0.026
1998	12	-0.027	0.011	0.000	0.028	0.018
1998	15	0.069	0.026	-0.027	0.016	0.022
1998	16	0.065	0.023	-0.034	0.010	0.016
1998	19	0.071	0.020	-0.013	0.028	0.030
1998	20	0.071	0.030	-0.032	0.016	0.023
1998	21	0.049	0.027	0.031	0.019	0.023
1998	22	0.051	0.018	-0.020	0.014	0.017
1998	23	-0.040	0.028	0.025	0.019	0.023
1998	24	0.062	0.011	0.012	0.015	0.017
1998	25	0.061	0.008	0.010	0.010	0.011
1998	26	0.065	0.018	0.011	0.022	0.023
1998	27	0.015	0.028	-0.022	0.035	0.032
1998	28	0.062	0.032	-0.005	0.037	0.035
1998	30	0.068	0.015	0.001	0.020	0.018
1998	32	0.069	0.033	-0.012	0.039	0.036
1998	36	0.076	0.023	0.000	0.014	0.019
1998	37	0.072	0.019	0.004	0.024	0.025
1998	42	-0.020	0.024	0.033	0.032	0.030
1998	44	0.057	0.008	0.000	0.010	0.010
1998	45	0.052	0.032	-0.024	0.011	0.023
1998	46	0.000	0.031	0.017	0.015	0.028
1998	47	0.065	0.032	0.010	0.016	0.029
2000	6	0.071	0.039	0.011	0.036	0.038
2000	7	0.000	0.000	0.020	0.026	0.026
2000	9	0.000	0.000	0.017	0.021	0.021
2000	12	0.057	0.022	0.010	0.016	0.019

Tabela C.6: Desvios do ponto zero (δB_{00}) do índice β nas noites dos vários períodos de observação.

Ano	Noite	δB_{00}	$\sigma_{\delta B_{00}}$	RMS
1997	11	-0.005	0.017	0.017
1997	12	0.006	0.010	0.013
1997	13	-0.015	0.015	0.015
1997	15	-0.024	0.014	0.015
1997	16	-0.030	0.016	0.017
1998	3	-0.028	0.012	0.014
1998	4	-0.020	0.012	0.016
1998	5	-0.019	0.016	0.019
1998	6	-0.025	0.008	0.010
1998	7	-0.013	0.013	0.016
1998	8	-0.015	0.016	0.021
1998	9	-0.012	0.008	0.011
1998	12	-0.028	0.006	0.010
1998	15	-0.008	0.009	0.015
1998	16	-0.001	0.008	0.013
1998	19	-0.012	0.010	0.016
1998	20	-0.008	0.006	0.012
1998	21	-0.010	0.007	0.011
1998	22	-0.006	0.008	0.014
1998	23	0.012	0.018	0.023
1998	24	-0.007	0.011	0.017
1998	25	-0.023	0.011	0.016
1998	26	-0.018	0.010	0.012
1998	27	-0.012	0.009	0.013
1998	28	-0.026	0.007	0.007
1998	30	-0.020	0.009	0.014
1998	32	-0.012	0.008	0.010
1998	36	-0.010	0.009	0.012
1998	37	-0.009	0.011	0.014
1998	42	-0.009	0.011	0.018
1998	44	-0.020	0.007	0.010
1998	45	-0.013	0.007	0.010
1998	46	-0.009	0.006	0.012
1998	47	0.002	0.008	0.015
2000	6	0.008	0.018	0.019
2000	7	0.000	0.000	0.009
2000	9	0.000	0.000	0.014
2000	12	0.009	0.012	0.017

Tabela C.7: Desvios do ponto zero (δC_{00}) e do coeficiente de extinção (δC_{21}) do índice y nas noites dos vários períodos de observação.

Ano	Noite	δC_{00}	$\sigma_{\delta C_{00}}$	δC_{21}	$\sigma_{\delta C_{21}}$	RMS
1997	11	0.000	0.000	0.023	0.020	0.021
1997	12	0.000	0.000	0.027	0.012	0.012
1997	13	0.167	0.013	0.024	0.017	0.018
1997	15	0.165	0.010	0.029	0.013	0.016
1997	16	0.154	0.009	0.027	0.012	0.013
1998	3	0.207	0.029	0.016	0.013	0.017
1998	4	0.189	0.032	0.016	0.009	0.015
1998	5	0.194	0.032	0.007	0.008	0.016
1998	6	0.211	0.032	0.000	0.009	0.019
1998	7	0.125	0.018	0.002	0.006	0.015
1998	8	0.117	0.022	0.004	0.006	0.017
1998	9	0.154	0.036	0.012	0.010	0.025
1998	12	0.246	0.028	0.000	0.010	0.020
1998	15	0.237	0.028	0.015	0.008	0.019
1998	16	0.360	0.013	-0.026	0.023	0.026
1998	19	0.179	0.028	0.011	0.008	0.020
1998	20	0.172	0.023	0.021	0.008	0.016
1998	21	0.267	0.019	0.007	0.006	0.013
1998	22	0.184	0.023	0.017	0.013	0.021
1998	23	0.150	0.027	-0.029	0.012	0.015
1998	24	0.224	0.012	0.009	0.006	0.011
1998	25	0.187	0.011	0.008	0.038	0.024
1998	26	0.126	0.028	0.003	0.034	0.030
1998	27	0.242	0.013	0.010	0.007	0.012
1998	28	0.192	0.020	0.009	0.006	0.012
1998	30	0.164	0.010	0.009	0.006	0.008
1998	32	0.192	0.014	0.004	0.014	0.014
1998	36	0.162	0.020	0.000	0.014	0.017
1998	37	0.174	0.021	0.008	0.007	0.014
1998	42	0.321	0.022	0.014	0.033	0.028
1998	44	0.271	0.019	0.014	0.015	0.017
1998	45	0.130	0.016	0.026	0.021	0.021
1998	46	0.137	0.012	0.024	0.017	0.015
1998	47	0.184	0.014	0.015	0.020	0.021
2000	6	0.165	0.008	0.014	0.010	0.012
2000	7	0.000	0.000	0.005	0.006	0.007
2000	9	0.000	0.000	0.017	0.006	0.010
2000	12	0.156	0.017	0.016	0.010	0.014

Tabela C.8: Desvios do ponto zero (δD_{00}) e do coeficiente de extinção (δD_{21}) do índice c_1 nas noites dos vários períodos de observação.

Ano	Noite	δD_{00}	$\sigma_{\delta D_{00}}$	δD_{21}	$\sigma_{\delta D_{21}}$	RMS
1997	11	0.000	0.000	-0.058	0.009	0.010
1997	12	0.000	0.000	-0.049	0.007	0.008
1997	13	-0.049	0.013	-0.025	0.016	0.015
1997	15	-0.060	0.011	-0.038	0.015	0.014
1997	16	-0.054	0.010	-0.024	0.019	0.012
1998	3	0.107	0.003	0.024	0.004	0.004
1998	4	0.114	0.018	0.012	0.023	0.021
1998	5	0.130	0.013	-0.008	0.015	0.015
1998	6	0.133	0.013	0.000	0.023	0.016
1998	7	0.147	0.012	-0.007	0.018	0.015
1998	8	0.153	0.004	-0.023	0.005	0.006
1998	9	0.151	0.028	-0.050	0.004	0.014
1998	12	0.139	0.015	0.000	0.004	0.011
1998	15	0.150	0.009	0.002	0.012	0.010
1998	16	0.155	0.015	-0.030	0.020	0.018
1998	19	0.165	0.016	-0.017	0.022	0.019
1998	20	0.137	0.009	-0.032	0.014	0.016
1998	21	0.132	0.007	0.000	0.010	0.011
1998	22	0.144	0.012	-0.025	0.020	0.016
1998	23	0.127	0.006	-0.051	0.008	0.008
1998	24	0.138	0.013	-0.013	0.019	0.016
1998	25	0.156	0.007	-0.004	0.009	0.010
1998	26	0.119	0.010	0.008	0.012	0.013
1998	27	0.127	0.011	-0.014	0.014	0.016
1998	28	0.160	0.009	0.000	0.011	0.009
1998	30	0.155	0.009	-0.007	0.013	0.014
1998	32	0.165	0.008	0.003	0.010	0.009
1998	36	0.123	0.009	0.000	0.011	0.010
1998	37	0.175	0.011	-0.003	0.013	0.014
1998	42	0.230	0.007	-0.013	0.009	0.009
1998	44	0.223	0.011	0.011	0.015	0.013
1998	45	0.236	0.022	0.030	0.028	0.026
1998	46	0.181	0.021	0.073	0.030	0.028
1998	47	0.196	0.018	0.062	0.026	0.023
2000	6	0.149	0.007	-0.043	0.009	0.009
2000	7	0.000	0.000	0.007	0.012	0.012
2000	9	0.000	0.000	-0.012	0.009	0.009
2000	12	0.168	0.007	-0.043	0.009	0.008

Tabela C.9: Desvios do ponto zero (δE_{00}) e do coeficiente de extinção (δE_{21}) do índice m_1 nas noites dos vários períodos de observação.

Ano	Noite	δE_{00}	$\sigma_{\delta E_{00}}$	δE_{21}	$\sigma_{\delta E_{21}}$	RMS
1997	11	0.000	0.000	-0.010	0.011	0.012
1997	12	0.000	0.000	-0.015	0.008	0.011
1997	13	-0.013	0.019	-0.035	0.025	0.023
1997	15	-0.014	0.012	-0.037	0.013	0.014
1997	16	-0.014	0.013	-0.036	0.013	0.013
1998	3	0.014	0.016	0.021	0.018	0.017
1998	4	0.017	0.014	0.051	0.015	0.016
1998	5	0.027	0.014	0.015	0.014	0.014
1998	6	0.032	0.014	0.000	0.013	0.014
1998	7	0.031	0.011	0.000	0.013	0.013
1998	8	0.018	0.014	-0.015	0.015	0.015
1998	9	-0.038	0.015	0.042	0.016	0.016
1998	12	0.025	0.013	0.000	0.014	0.014
1998	15	-0.001	0.012	-0.003	0.013	0.014
1998	16	0.032	0.016	-0.012	0.022	0.019
1998	19	-0.025	0.018	0.000	0.025	0.020
1998	20	-0.010	0.013	0.011	0.015	0.017
1998	21	0.016	0.013	-0.026	0.015	0.015
1998	22	-0.021	0.013	0.025	0.016	0.016
1998	23	0.034	0.017	-0.046	0.010	0.014
1998	24	-0.022	0.012	-0.019	0.018	0.016
1998	25	-0.023	0.019	-0.037	0.023	0.021
1998	26	0.004	0.013	-0.026	0.013	0.013
1998	27	0.012	0.013	0.011	0.014	0.014
1998	28	-0.021	0.013	0.003	0.014	0.014
1998	30	-0.013	0.020	-0.010	0.027	0.023
1998	32	-0.020	0.028	0.011	0.013	0.020
1998	36	-0.028	0.026	0.000	0.027	0.026
1998	37	-0.022	0.026	-0.009	0.013	0.019
1998	42	0.032	0.015	-0.010	0.016	0.017
1998	44	0.001	0.010	-0.008	0.014	0.013
1998	45	-0.001	0.013	0.010	0.014	0.014
1998	46	0.039	0.014	-0.011	0.016	0.017
1998	47	-0.004	0.013	-0.029	0.015	0.016
2000	6	0.038	0.016	-0.046	0.017	0.019
2000	7	0.000	0.000	-0.014	0.021	0.021
2000	9	0.032	0.015	-0.010	0.016	0.018
2000	12	0.038	0.016	-0.036	0.017	0.019

Bibliografia

- [1] Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M. & Eke, V. R., 2003, ApJ, **591**, 499A
- [2] Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M. & Eke, V. R., 2003, ApJ, **597**, 21A
- [3] Abreu, M. C., Peralta, L., Matias, L., 1994, em “*Física Experimental: Uma Introdução*”, Editorial Presença, Lisboa, Portugal.
- [4] Agostinho, R. J., 1992, em “*The Use of Objective Prism Radial for Kinematic Studies of Galactic Populations*”, Tese de Doutoramento, Universidade da Carolina do Norte, Chapel Hill, E. U. A.
- [5] Agostinho, R. J., 1996, Antón, S. & Maia, D., 1996, ASPC, **92**, 65A
- [6] Altmann, M., Edelman, H. & de Boer, K. S., 2004, A&A, **414**, 181A
- [7] Anthony-Twarog, B. J., Sarajedini, A., Twarog, B. A. & Beers, T. C., 2000, AJ, **119**, 2882A
- [8] Antón, S., 1995, em “*Caracterização de Estrelas F no Pólo Sul Galáctico*”, Tese de Mestrado, Universidade de Lisboa, Lisboa, Portugal.
- [9] Armandroff, T. E., 1989, AJ, **97**, 375
- [10] Baade, W., 1944, ApJ, **100**, 137
- [11] Bahcall, J. N., 1984, ApJ, **276**, 156B
- [12] Bahcall, J. N. & Soneira, R. M., 1984, ApJS, **55**, 67
- [13] Baylin, C., Depoy, D., Agostinho, R. J., Mendez, R., Espinoza, J. & Gonzalez, D., 2000, AAS, 195th Meeting, Jan 2000.
- [14] Beers, T. C., Preston, G. W. & Shectman, S. A., 1985, AJ, **90**, 2089B
- [15] Beers, T. C., Preston, G. W. & Shectman, S. A., 1992, AJ, **103**, 1987B
- [16] Beers, T. C., Chiba, M., Yoshii, Y., Platais, I., Hanson, R. B., Fuchs, B. & Rossi, S., 2000, AJ, **119**, 2866B
- [17] Bernkopf, J., Fidler, A. & Fuhrmann, K., 2001, ASPC, **245**, 207B
- [18] Bonifacio, P., Monai, S. & Beers, T. C., 2000, AJ, **120**, 2065B
- [19] Buser, R., Rong, J. & Karaali, S., 1998, A&A, **331**, 934B
- [20] Buser, R., Rong, J. & Karaali, S., 1999, A&A, **348**, 98B

- [21] Cabrerías-Lavers, A., Garzón, F. & Hammersley, P. L., 2005, *A&A*, **433**, 173
- [22] Carney, B., 2000, *LIACo*, **35**, 287C
- [23] Carney, B., Latham, D. W. & Laird, J. B., 1989, *AJ*, **97**, 423
- [24] Chiba, M. & Beers, T. C., 2000, *ApJ*, **119**, 2843C
- [25] Chiba, M. & Beers, T. C., 2001, *ApJ*, **549**, 325C
- [26] Chen, B., Stoughton, C., Smith, J. A., Uomoto, A., Pier, J. R., Yanny, B., Ivezić, Ž., York, D. G., Anderson, J. E., Annis, J., Brinkmann, J., Csabai, I., Fukugita, M., Hindsley, R., Lupton, R. & Munn, J. A., 2001, *ApJ*, **553**, 184C
- [27] Cignoni, M., Tosi, M., Bragaglia, A., Kalirai, J. S. & Davis, D. S., 2008, *MNRAS*, **386**, 2235C
- [28] Clem, J. L., VandenBerg, D. A., Grundahl, F. & Bell, R. A., 2004, *AJ*, **127**, 1227C
- [29] Crawford, D. L., 1958, *ApJ*, **128**, 185C
- [30] Crawford, D. L., 1966, *IAUS*, **24**, 170C
- [31] Crawford, D. L., 1975, *AJ*, **80**, 955
- [32] Crawford, D. L. & Barnes, J. V., 1970, *AJ*, **75**, 978C
- [33] Crawford, D. L. & Mander, J., 1966, *AJ*, **71**, 114C
- [34] Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B., Lambert, D. L., Nissen, P. E. & Tomkin, J., 1993, *A&A* **275**, 101E
- [35] Eggen, O. J., Lynden-Bell, D. & Sandage, A., 1962, *ApJ*, **136**, 748
- [36] Freeman, K. C., 1987, *ARA&A* **25**, 603F
- [37] Fuhrmann, K., 1998, *A&A*, **338**, 161
- [38] Fuhrmann, K., 1999, *Ap&SS*, **265**, 265F
- [39] Fuhrmann, K., 2000, http://www.usm.uni-muenchen.de/people/gehren/topics/pap_100.pdf
- [40] Fuhrmann, K., 2002, *NewA*, **7**, 161F
- [41] Fuhrmann, K., 2004, *AN*, **325**, 3F
- [42] Fuhrmann, K., 2008, *MNRAS*, **384**, 173F
- [43] Gilmore, G., 1984, *MNRAS*, **207**, 223G
- [44] Gilmore, G., 1990, in Buser, R. & King, I. R.
- [45] Gilmore, G. & Reid, N., 1983, *MNRAS*, **202**, 1025
- [46] Gilmore, G. & Wyse, R. F. G., 1987, *IAUS*, **117**, 33G
- [47] Gilmore, G., Wyse, R. F. G. & Kuijken, K., 1989, 1989, *ARA&A*, **27**, 555G

- [48] Gilmore, G., Wyse, R. F. G. & Norris, J. E., 2002, ApJ, **574L**, 39G
- [49] Green, R. M., 1985, em “*Spherical Astrononomy*”, Cambridge University Press, Cambridge, Reino unido.
- [50] Holmberg, J., Nordström, B. & Andersen, J., 2007, A&A, **475**, 519H
- [51] Holmberg, J., Nordström, B. & Andersen, J., 2009, A&A, **501**, 941H
- [52] Joye, W. A. & Mandel, E., 2003, ASPC, **295**, 489J
- [53] Jurić, M., Ivezić, Ž., Brooks, A., Lupton, R. H., Schlegel, D., Finkbeiner, D., Padmanabhan, N., Bond, N., Sesar, B., Rockosi, C. M., Knapp, G. R., Gunn, J. E., Sumi, T., Schneider, D. P., Barentine, J. C., Brewington, H. J., Brinkmann, J., Fukugita, M., Harvanek, M., Kleinman, S. J., Krzesinski, J., Long, D., Neilsen, E. H. Jr., Nitta, A., Snedden, S. A. & York, D. G., 2008, ApJ, **673**, 864J
- [54] Kalirai, J. S., Richer, H. B., Hansen, B. M., Stetson, P. B., Shara, M. M., Saviane, I., Rich, R. M., Limongi, M., Ibata, R., Gibson, B. K., Fahlman, G. G. & Brewer, J., 2003, AAS, **203**, 7301K
- [55] Karaali, S., Ak, S. G., Bilir, S., Karataş, Y. & Gilmore, G., 2003, MNRAS, **343**, 1013K
- [56] Karaali, S., Bilir, S. & Hamzaoglu, E., 2004, MNRAS, **355**, 307K
- [57] Karataş, Y., Bilir, S. & Schuster, W. J., 2005, MNRAS, **360**, 1345K
- [58] Kerber, L. O., Javiel, S. C. & Santiago, B. X., 2001, A&A, **365**, 424K
- [59] Knude, J., 1993, A&A, **275**, 463
- [60] Kong, Da-Li & Zhu, Zi, 2008, ChA&A, **32**, 360K
- [61] Kuijken K. & Gilmore, G., 1989, MNRAS, **239**, 605
- [62] Layden, A. C., Hanson, R. B., Hawley, S. L., Klemola, A. R. & Hanley, C. J., 1996, AJ, **112**, 2110L
- [63] Lorenz, D., Breger, M. & Pamyatnykh, A., 2006, ASPC, **349**, 285L
- [64] Maia, D., 1996, em “*Contagem de Estrelas, Densidade Espacial e Modelos Teóricos da Galáxia*”, Tese de Mestrado, Universidade de Lisboa, Lisboa, Portugal.
- [65] Majewski, S. R., 1993, ARA&A, **31**, 575
- [66] Majewski, S. R., Munn, J. A., Kron, R. G., Bershadsky, M. A., Smetanka, J. J. & Koo, D. C., 1991, ASPC, **21**, 55M
- [67] Majewski, S. R., Munn, J. A. & Hawley, S. L., 1994, ApJ, **427L**, 37M
- [68] Majewski, S. R. & Siegel, M. H., 2002, ApJ, **569**, 432M
- [69] Martell, S. & Laughlin, G., 2002, ApJ, **577**, L45
- [70] Méndez, R. A., 2002, A&A, **395**, 779M
- [71] Mihalas, D. & Binney, J., 1981, “*Galactic Astronomy*”, W. F. Freeman and Company

- [72] Morrison, H. L., Flynn, C. & Freeman, K. C., 1990, AJ, **100**, 1191
- [73] Navarro, J. F., Helmi, A. & Freeman, K. C., 2004, ApJ, **601**, L43
- [74] Ng, Y. K., Bertelli, G., Chiosi, C. & Bressan, A., 1997, A&A, **324**, 65N
- [75] Nissen, P. E., 2004, astro-ph/0310326
- [76] Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jørgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S. & Mowlavi, N., 2004, A&A, **418**, 989N
- [77] Norris, J. E., 1987, ApJ, **314**, L39
- [78] Norris, J. E., 1996, ASPC **92**, 14N
- [79] Norris, J. E., & Green, E. M., 1989, ApJ, **307**, 272
- [80] Norris, J. E. & Ryan, S. G., 1991, ApJ, **380**, 403N
- [81] Norris, J. E., Ryan, S. G. & Beers, T. C., 1999, ApJS, **123**, 639N
- [82] O’Connell, D. J. K., 1958, em “*Stellar Populations*”, ed. D. J. K. O’Connell (New York: Interscience), 57, Nova Iorque, E. U. A.
- [83] Ojha, D. K., 2001, ASPC, **232**, 247O
- [84] Olsen, E. H., 1988, A&A, **189**, 173
- [85] Önehag, A., Gustafsson, B., Eriksson, K. & Edvardsson, B., 2009, A&A, **498**, 527O
- [86] Oort, J. H., 1922, BAN, **1**, 133
- [87] Oort, J. H., 1926a, Groningen Publ., Nr. 40
- [88] Oort, J. H., 1926b, Obs, **49**, 302
- [89] Parker, J. E., Humphreys, R. M. & Larsen, J. A., 2003, AJ, **126**, 1346P
- [90] Parker, J. E., Humphreys, R. M. & Beers, T. C., 2004, AJ, **127**, 1567P
- [91] Pettinger, M. M., Bernkopf, J., Fuhrmann, K., Korn, A. J. & Gehren, T., 2001, AGM, **18**, 166P
- [92] Perry, C. L., Tuhline, J. E. & Christodoulou, D. M., 1991, em “*Objective-Prism and Other Surveys*”, ed. A. G. D. Philip e A. R. Upgren. L. Davis Press, Schenectady, Nova Iorque, E. U. A.
- [93] Prieto, C. A., Beers, T. C., Wilhelm, R., Newberg, H. J., Rockosi, C. M., Yanny, B. & Lee, Y. S., 2006, ApJ, **636**, 804A
- [94] Prochaska, J. X., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A. & Wolfe, A. M., 2000, AJ, **120**, 2513P
- [95] Ratnatunga, K. U. & Freeman, K. C., 1985, ApJ, **291**, 260
- [96] Reddy, B. E., Tomkin, J., Lambert, D. L. & Allende Prieto, C., 2003, MNRAS, **340**, 304R
- [97] Reddy, B. E., Lambert, D. L. & Allende Prieto, C., 2006, MNRAS, **367**, 1329R

- [98] Reid, N. & Majewski, S. R., 1993, ApJ, **409**, 635R
- [99] Relyea, L. J. & Kurucz, R. L., 1978, ApJS, **37**, 45
- [100] Reyl  , C. & Robin, A. C., 2001, A&A **373**, 886R
- [101] Robin, A. C., Creze, M. & Mohan, V., 1992, ApJ, **400L**, 25R
- [102] Robin, A. C., Haywood, M., Creze, M., Ojha, D. K. & Bienayme, O., 1996 A&A, 305, 125R
- [103] Rose, J. A., 1984, AJ, **89**, 1238
- [104] Rose, J. A., 1985, AJ, **90**, 787
- [105] Rose, J. A., 1991, AJ, **101**, 937R
- [106] Rose, J. A. & Agostinho, R. J., 1991, AJ, **101**, 950
- [107] Ruphy, S., Robin, A. C., Epchtein, N., Copet, E., Bertin, E., Fouque, P. & Guglielmo, F., 1996, A&A, **313L** 21R
- [108] Sandage, A., 1990, JRASC, **84**, 70S
- [109] Sandage, A. & Fouts, G., 1987, AJ, **93**, 74
- [110] Saxner, M. & Hammarbäck, G., 1985, A&A, **151**, 372
- [111] Schuster, W. J. & Nissen, P. E., 1989a, ApJ, **221**, 65
- [112] Schuster, W. J., Beers, T. C., Michel, R., Nissen, P. E. & García, G., 2004, A&A, **422**, 527S
- [113] Schuster, W. J., Moitinho, A., Márquez, A., Parrao, L. & Covarrubias, E., 2006, A&A, **445**, 939S
- [114] Siegel, M. H., Karata  , Y. & Reid, I. N., 2009, MNRAS, **395**, 1569S
- [115] Siegel, M. H., Majewski, S. R., Reid, I. N. & Thompson, I. B., 2002, ApJ, **578**, 151S
- [116] Soubiran, C., Bienaymé, O. & Siebert, A., 2003, A&A, **398**, 141S
- [117] Spagna, A., Lattanzi, M. G., Lasker, B. M., McLean, B. J., Massone, G., Lanteri, L., 1996, A&A **311**, 758S
- [118] Stetson, P. B., 2005, PASP, **117**, 563S
- [119] Stock, J., 1992, Rev. Mexicana de A&A, **24**, 45
- [120] Stock, J., Rose, J. A. & Agostinho, R. J., 1998 PASP, **110**, 1434
- [121] Stock, J., Agostinho, R. J., Rose, J. A. & Upgren, A. R., 1994, “*Stellar Kinematics at the SGP*”, em “*Galactic and Solar System Optical Astrometry*”, proceedings of the Royal Greenwich Observatory, ed. L. V. Morrison e G. F. Gilmore, 96, Cambridge University Press, Cambridge, Reino Unido.
- [122] Strömgren, B., 1963, QJRAS, **4**, 8S
- [123] Strömgren, B., 1966, ARA&A, **4**, 433
- [124] Strömgren, B., 1984, Proc. “*Nordic Astronomy Meeting*”, ed. Donner K. J., 7S, E. U. A.

- [125] Twarog, B.A., Vargas, L.C. & Anthony-Twarog, B.J., 2007, AJ, **134**, 1777T
- [126] Vallenari, A., Pasetto, S., Bertelli, G., Chiosi, C., Spagna, A. & Lattanzi, M., 2006, A&A, **451**, 125
- [127] VandenBerg, D. A., Bergbusch, P. A., & Dowler, P. D., 2006, ApJS, **162**, 375
- [128] VandenBerg, D. A., & Clem, J. L., 2003, AJ, **126**, 778V
- [129] Walker, G., 1987, em “*Astronomical Observations: An Optical Perspective*”, Cambridge University Press, Cambridge, Reino unido.
- [130] Yoss, K. M., Neese, C. L. & Hartkopf, W. I., 1987, AJ, **94**, 1600
- [131] Zinn, R., 1985, ApJ, **293**, 424